

UNIVERSIDADE DE LISBOA  
FACULDADE DE CIÊNCIAS  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



# Caracterização da Circulação da Atmosfera de Vénus por Velocimetria Doppler

Pedro Miguel Borges do Canto Mota Machado

Mestrado em Astronomia e Astrofísica

2009

UNIVERSIDADE DE LISBOA  
FACULDADE DE CIÊNCIAS  
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



# Caracterização da Circulação da Atmosfera de Vénus por Velocimetria Doppler

Pedro Miguel Borges do Canto Mota Machado

Mestrado em Astronomia e Astrofísica  
Dissertação orientada pelo Doutor David Luz

2009





*"If I have ever made any valuable discoveries, it has been owing  
more to patient attention, than to any other talent. "*

**Isaac Newton**



# Agradecimentos

Ao Doutor David Luz, pela paciente, sábia e dedicada orientação. Também agradeço todo o entusiasmo que suscitou em mim e o ter-me ajudado a desenvolver um profundo gosto pelo trabalho em causa.

Ao Professor Doutor João Lin Yun por tudo o que me ensinou e pela preocupação que teve em nos dotar de ferramentas extremamente úteis, como já pude constatar, para a execução dos trabalhos na área da astronomia e da astrofísica.

À minha mulher, Patrícia, por valorizar e amplificar tudo aquilo que eu sou. Aos meus filhos, Miguel e Filipe, por continuarem meus amigos apesar de todas aquelas noites em que não lhes pude contar histórias...

Aos meus pais, Jacinto e Júlia Machado, por me terem incutido o gosto pela matemática e a curiosidade pelo saber e pelo conhecimento.

Aos professores do mestrado de Astronomia e Astrofísica pelo excelente corpo de conhecimentos que obtive pelo seu magistério. Gostaria de destacar: o professor João Lin Yun pela exactidão dos conhecimentos que nos transmitiu e pela amplitude considerável de técnicas com que dotou a nossa formação; o professor José Afonso por ampliar a nossa visão do cosmos até aos confins do universo; o professor David Luz pela mestria com que interligou vários conhecimentos que eu tinha dispersos, tornando-me assim muito mais eficiente a analisar problemas no âmbito da astrofísica planetária; o professor Paulo Crawford por nos iniciar nos meandros da cosmologia, sem descurar as questões filosóficas que os acompanham.

Ao Professor Doutor Rui Agostinho pela bonomia e disponibilidade que sempre demonstrou para nos ajudar a compreender tudo aquilo que ficara em suspenso, mostrando-nos que o universo, além de ser fascinante, pode ser muito divertido.

Ao Doutor Carlos Santos por todo o apoio informático e logístico que teve a paciência e a bondade de me disponibilizar.

À doutora Halima Naimova pela prestável assistência em todas as pesquisas bibliográficas e procura de material útil para o meu trabalho.

Ao Professor Doutor Thomas Widemann, do Observatório de Paris, pelos dados disponibilizados em relação à correcção de Young e pelas sugestões de tra-

balho.

À equipa de co-investigadores responsável pela obtenção das observações utilizadas: David Luz (PI), Emmanuel Lellouch (Observatório de Paris), Thomas Widemann (Observatório de Paris), Olivier Witasse (ESA), Jean-Loup Bertaux (Service d'Aéronomie).

Aos meus colegas de mestrado pelos espírito de inter-ajuda demonstrado em todas as ocasiões e pelas palavras de motivação com que me insuflaram a vontade e a dedicação.

A todo o pessoal do Centro de Astronomia e Astrofísica de Lisboa (CAAUL) e do Observatório Astronómico de Lisboa (OAL).

# Resumo

O aspecto mais relevante da circulação geral da atmosfera de Vénus é a sua super-rotação no sentido retrógrado. A caracterização completa dos ventos zonais é crucial para compreender esta circulação e os mecanismos que a mantêm.

Nesta tese são analisadas observações de Vénus efectuadas com o instrumento UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph) do VLT (Very Large Telescope) do ESO. Utilizando a técnica de velocimetria Doppler baseada no método de Acelerometria Astronómica Absoluta (AAA) aplicado às riscas de Fraunhofer do espectro solar, com comprimentos de onda entre 300 e 1100 nm, este espectrógrafo de alta resolução permite medir a velocidade da camada superior de nuvens de Vénus com uma grande precisão.

A elevada resolução espacial permite caracterizar a variação latitudinal relativa e a variação longitudinal do vento. Os resultados de três noites de observação permitem ainda deduzir a variabilidade da circulação. Foi medida a assimetria hemisférica do vento zonal entre os  $0^\circ$  e  $35^\circ$  Sul, sendo da ordem dos  $150 \pm 50$  m/s entre os  $5^\circ$  e os  $15^\circ$  de latitude Sul, assim como a magnitude dos ventos zonais, entre os 160 e os 272 m/s, nas latitudes  $23^\circ$ ,  $13^\circ$  e  $2^\circ$  Sul.

Este trabalho complementa de forma independente as observações da missão espacial europeia *Venus Express*, nomeadamente no que diz respeito ao estudo da super-rotação atmosférica e integra-se no esforço desenvolvido pela comunidade científica na área da planetologia para compreender a dinâmica da atmosfera de Vénus.

**Palavras Chave:** Vénus; Atmosferas, Técnicas de Observação, Ventos Zonais, Espectroscopia, Super-rotação.



# *Abstract*

The most relevant aspect of the general circulation of the atmosphere of Venus is its retrograde super-rotation. A full characterization of the zonal winds is crucial to understand this movement and the mechanisms that maintain it.

This thesis analyzes observations of Venus made with the UVES instrument (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph) at ESO's VLT (Very Large Telescope). Using the technique of Doppler velocimetry based on the method of Absolute Astronomical Accelerometry (AAA) applied to the Fraunhofer lines from the solar spectrum, with wavelengths between 300 and 1100 nm, this high resolution spectrograph allows to measure the speed of Venus' clouds top layer with a great precision.

The high spatial resolution made possible the characterization of the relative latitudinal variation and the longitudinal variation of the wind, and the results of three nights of observation were used to deduce the variability of the circulation. We measured the hemispheric asymmetry of the zonal wind between  $0^\circ$  and  $35^\circ$  South, around the  $150 \pm 50$  m/s between  $5^\circ$  and  $15^\circ$  South, as well as the magnitude of the zonal winds between 160 and 272 m/s, at latitudes of  $23^\circ$ ,  $13^\circ$  and  $2^\circ$  South.

This work complements the independent observations of the european space mission Venus Express, in particular as regards the study of atmospheric super-rotation, and is part of the effort made by the scientific community in the area of planetology to understand the dynamics of the atmosphere of Venus.

**Keywords:** Venus; Atmospheres, Observational Techniques, Zonal Winds, Spectroscopy, Super-rotation.





# Conteúdo

<b>Agradecimentos</b>	<b>v</b>
<b>Resumo</b>	<b>vii</b>
<b>Abstract</b>	<b>ix</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Contexto científico . . . . .	1
1.2 Objectivos . . . . .	2
1.3 Estrutura da tese . . . . .	3
<b>2 O Planeta Vénus</b>	<b>5</b>
2.1 O gémeo paradoxal . . . . .	5
2.2 Origem de Vénus e da sua atmosfera . . . . .	8
2.2.1 Evolução geológica . . . . .	10
2.2.2 Vulcanismo venusiano . . . . .	12
2.3 A atmosfera de Vénus . . . . .	14
2.3.1 Génese da atmosfera nos planetas telúricos . . . . .	17
2.3.2 Composição actual da atmosfera de Vénus . . . . .	18
2.3.3 Perda de água pela atmosfera de Vénus . . . . .	19
2.3.4 Efeito de estufa descontrolado: <i>Runaway greenhouse effect</i> . . . . .	20
2.3.5 Estratificação da atmosfera e perfil de temperaturas . . . . .	22
2.3.6 Circulação geral da atmosfera . . . . .	22
2.3.7 Super-rotação da atmosfera de Vénus . . . . .	24
2.3.8 Ventos de superfície . . . . .	27
2.3.9 Comparação das atmosferas dos planetas telúricos do sistema solar . . . . .	27
2.4 Exploração espacial de Vénus . . . . .	28
2.4.1 Um pouco de história . . . . .	28
2.4.2 Exploração presente . . . . .	30
2.4.3 Missões agendadas para o futuro . . . . .	31

<b>3</b>	<b>Observações com o instrumento UVES do VLT</b>	<b>33</b>
3.1	UVES -Ultraviolet-Visual <i>Echelle</i> Spectrograph . . . . .	33
3.2	Descrição do UVES . . . . .	34
3.2.1	O percurso luminoso . . . . .	40
3.2.2	Desenho Opto-mecânico . . . . .	42
3.2.3	Espectroscopia de precisão com o UVES . . . . .	43
3.2.4	Calibração de precisão . . . . .	45
3.3	O projecto de observação . . . . .	48
3.3.1	Como foram efectuadas as observações . . . . .	48
3.3.2	Os dados obtidos . . . . .	50
3.3.3	Problemas que afectaram as observações . . . . .	53
<b>4</b>	<b>Método de redução de dados</b>	<b>55</b>
4.1	Base teórica . . . . .	55
4.1.1	Metodologia . . . . .	55
4.1.2	Validação do método para Io . . . . .	66
4.1.3	Aplicação da técnica ao caso de Titã . . . . .	68
4.2	Justificação de usar o mesmo método para Vénus . . . . .	70
4.3	Tratamento de dados . . . . .	71
<b>5</b>	<b>Apresentação e interpretação dos resultados</b>	<b>75</b>
5.1	Correcção geométrica ao efeito Doppler . . . . .	79
5.2	Efeito de Young . . . . .	85
5.3	Interpretação dos resultados . . . . .	87
5.3.1	Fenda paralela ao eixo de rotação . . . . .	88
5.3.2	Fenda perpendicular ao eixo de rotação . . . . .	90
5.4	Curvas de velocidade . . . . .	90
5.4.1	Fenda paralela ao eixo de rotação, braço vermelho, 26-05-2007 . . . . .	91
5.4.2	Fenda paralela ao eixo de rotação, braço vermelho, 27-05-2007 . . . . .	97
5.4.3	Fenda paralela ao eixo de rotação, braço azul, 26-05-2007 . . . . .	103
5.4.4	Fenda paralela ao eixo de rotação, braço azul, 27-05-2007 . . . . .	109
5.4.5	Fenda perpendicular ao eixo de rotação, braço vermelho, 04-06-2007 . . . . .	115
5.5	Interpretação dos gráficos e valores de vento obtidos . . . . .	119
5.6	Síntese do capítulo . . . . .	123
<b>6</b>	<b>Conclusões e considerações finais</b>	<b>127</b>
6.1	Conclusões . . . . .	127
6.2	Trabalho futuro . . . . .	129

<i>CONTEÚDO</i>	xiii
6.3 Considerações finais . . . . .	130
<b>Apêndice</b>	<b>133</b>



# Lista de Figuras

2.1	Imagem de Vénus obtida pela missão Galileu. . . . .	6
2.2	Várias bandas de comprimento de onda como ferramentas de sondagem dos ventos . . . . .	7
2.3	Sonda <i>Venus Express</i> da ESA . . . . .	8
2.4	Imagem de Vénus obtida pela sonda <i>Pioneer Venus</i> no ultravioleta. . . . .	9
2.5	Imagem de Vénus sintetizada a partir de imagens de radar. . . . .	11
2.6	Vulcões e escoadas de lava em Vénus. . . . .	13
2.7	Trânsito de Vénus e atmosfera. . . . .	14
2.8	Distribuição das formações nebulosas em função da altitude . . . . .	16
2.9	Vórtices na zona polar Sul de Vénus . . . . .	17
2.10	Composição da atmosfera de Vénus . . . . .	18
2.11	Génese da magnetosfera de Vénus. . . . .	19
2.12	Efeito de estufa descontrolado em Vénus . . . . .	21
2.13	Perfil de temperatura na atmosfera de Vénus. . . . .	22
2.14	Circulação geral da atmosfera de Vénus. . . . .	23
2.15	Missão Venera . . . . .	29
2.16	Mariner 2 . . . . .	29
2.17	Visualização da sonda <i>Venus Express</i> em órbita de Vénus. . . . .	30
3.1	Telescópios do ESO em Paranal, deserto do Atacama, Chile. . . . .	33
3.2	CCDs que equipam o detector do UVES . . . . .	36
3.3	<i>Setup</i> das imagens para os CCDs . . . . .	37
3.4	Sistema criogénico de fluxo contínuo (CFC) . . . . .	38
3.5	Estudo da relação entre a temperatura e os desvios espectrais . . . . .	38
3.6	Montagem dos vários elementos do espectrógrafo UVES . . . . .	40
3.7	Caminho óptico do UVES . . . . .	41
3.8	Instrumentos acoplados ao telescópio UT2 . . . . .	42
3.9	<i>Echelle</i> monolítica do UVES . . . . .	44
3.10	Resolução medida em função da largura da fenda . . . . .	45
3.11	A eficiência do UVES . . . . .	46
3.12	Posição da fenda especroscópica sobre o disco de Titã . . . . .	49

3.13	Imagem do <i>slit viewer</i> . . . . .	51
3.14	Imagem com as várias ordens espectrais . . . . .	52
4.1	Algoritmo para obtenção da velocidade radial . . . . .	56
4.2	Sequência de imagens de fenda monocromáticas . . . . .	60
4.3	Perfil espacial de uma ordem espectral no <i>echellograma</i> . . . . .	61
4.4	Esquema do processo de medição . . . . .	62
4.5	A curvatura da imagem de fenda é calculada a partir do algoritmo de (Connes, 1985) . . . . .	65
4.6	Geometria das observações durante o caso teste ao algoritmo de Connes aplicado a Io . . . . .	67
4.7	Um <i>echellograma</i> obtido com o UVES . . . . .	69
5.1	Gráficos do desvio Doppler para exposições individuais . . . . .	77
5.2	Esquema do ângulo de fase na geometria das observações de Vénus . . . . .	81
5.3	Esquema da diferente . . . . .	83
5.4	Factor de correcção geométrico em função da longitude . . . . .	84
5.5	Factor de correcção geométrico em função da longitude obtido a partir dos dados . . . . .	84
5.6	<i>Shift</i> induzido pelo efeito de Young em função da longitude . . . . .	86
5.7	Efeito de Young em função da longitude, ao longo do equador. . . . .	86
5.8	Efeito Doppler total devido ao factor geométrico e ao efeito de Young. . . . .	87
5.9	Curva de calibração, geometria e características das observações, 26-05-2007 . . . . .	91
5.10	Posição da Fenda-1, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007. . . . .	92
5.11	Posição da Fenda-2, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007. . . . .	93
5.12	Posição da Fenda-3, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007. . . . .	94
5.13	Posição da Fenda-4, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007. . . . .	95
5.14	Posição da Fenda-5, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007. . . . .	96
5.15	Curva de calibração, geometria e características das observações, 27-05-2007 . . . . .	97
5.16	Posição da Fenda-1, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007. . . . .	98
5.17	Posição da Fenda-2, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007. . . . .	99
5.18	Posição da Fenda-3, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007. . . . .	100
5.19	Posição da Fenda-4, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007. . . . .	101
5.20	Posição da Fenda-5, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007. . . . .	102
5.21	Curva de calibração, geometria e características das observações, 26-05-2007 . . . . .	103
5.22	Posição da Fenda-1, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007. . . . .	104
5.23	Posição da Fenda-2, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007. . . . .	105

5.24	Posição da Fenda-3, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007. . .	106
5.25	Posição da Fenda-4, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007. . .	107
5.26	Posição da Fenda-5, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007. . .	108
5.27	Curva de calibração, 27-05-2007 . . . . .	109
5.28	Posição da Fenda-1, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007. . .	110
5.29	Posição da Fenda-2, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007. . .	111
5.30	Posição da Fenda-3, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007. . .	112
5.31	Posição da Fenda-4, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007. . .	113
5.32	Posição da Fenda-5, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007. . .	114
5.33	Curva de calibração, 04-06-2007 . . . . .	115
5.34	Posição da Fenda-4, velocidade em função da longitude. . . . .	116
5.35	Posição da Fenda-5, velocidade em função da longitude . . . . .	117
5.36	Fenda na posição-6, Velocidade em função da longitude. . . . .	118
6.1	Características e capacidades de observação do espectrógrafo UVES	133
6.2	Especificações operacionais do espectrógrafo de alta precisão UVES	134





# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Contexto científico

Depois de um longo interregno na exploração de Vénus, uma nova sonda europeia entrou na órbita do planeta em 2006. Um dos objectivos primordiais deste trabalho é participar no esforço internacional para compreender melhor a dinâmica da atmosfera de Vénus, complementando as observações da sonda espacial *Venus Express* (nomeadamente do espectrógrafo de bordo VIRTIS) através de observações a partir do solo realizadas pelo espectrógrafo de alta precisão UVES em associação ao VLT (Very Large Telescope) do ESO.

O interesse deste trabalho no âmbito da complementaridade com a actual missão *Venus Express* reside no facto das medições de vento efectuadas por este orbitador advirem do seguimento de padrões no topo da camada de nuvens, no infravermelho e no ultravioleta. Este método revela-se bastante falível no seu propósito, pois é sensível às alterações e deformações das próprias nuvens, além de poderem existir mecanismos de formação ou alteração das nuvens que não dependam directamente da velocidade das partículas atmosféricas.

Neste trabalho utiliza-se um processo de medição directa dos ventos planetários baseado em espectroscopia de alta resolução na banda do visível. A atmosfera de Vénus contém aerossóis altamente reflectores em suspensão na atmosfera, ao nível da camada de nuvens que recobrem por completo o planeta, impondo-lhe um elevado albedo. Essas partículas são transportadas pelo vento, carregando assim consigo a informação relativa à dinâmica atmosférica.

Visto que a circulação do ar atmosférico induz na luz reflectida ou absorvida pelas moléculas que compõem essa atmosfera um desvio de comprimento de onda proporcional à velocidade do vento, aplicámos a técnica da velocimetria Doppler à radiação dispersa pela camada de nuvens, a cerca de 66 km de altitude, para estudar a distribuição latitudinal dos ventos nesta região, no lado diurno do planeta.

Como a estimativa da velocidade dos ventos em Vénus de que dispúnhamos era da ordem da centena de m/s, isto implicava um  $\Delta\lambda/\lambda \sim 10^{-6}$ , se fosse utilizado o desvio Doppler de uma risca espectral única. Então a resolução teria de ser  $R \sim 10^6$ , o que é manifestamente impraticável com os instrumentos disponíveis actualmente. Essa resolução espectral apontava para a necessidade da utilização de um método como o da Acelerometria Astronómica Absoluta (Connes, 1985), que utiliza toda a informação espectral disponível. Como a luz solar reflectida pelas nuvens de Vénus contém mais de 4000 riscas de absorção de Fraunhofer no domínio de comprimento de onda abrangido pelo espectrógrafo, o método de Connes (1985) prevê neste caso uma precisão da ordem de alguns m/s para a determinação da velocidade radial do ar atmosférico, com uma resolução espectral de  $R \sim 100000$ .

As observações analisadas nesta tese decorreram durante os meses de Maio e Junho do ano de 2007, em que Vénus se apresentava próximo da elongação máxima Este (o que possibilitava a observação do planeta em quadratura e por conseguinte mostrando simultaneamente o hemisfério diurno e o nocturno, com o terminador muito perto do eixo de rotação planetário). Outro critério para a escolha das datas prendeu-se com a possibilidade de coordenar as observações de solo com as da sonda *Venus Express*, tendo havido outros grupos de observadores no solo a trabalhar na área da atmosfera de Vénus que efectuaram também observações coordenadas com a missão. Os dados obtidos, na forma de espectros de calibração, espectros de ciência e imagens da posição da fenda sobre o alvo (o disco do planeta Vénus), compõem a matéria-prima deste trabalho para determinar as velocidades dos ventos de altitude na atmosfera de Vénus.

## 1.2 Objectivos

Actualmente há um grande esforço da comunidade científica da área da planetologia no sentido de estudar e caracterizar a dinâmica da atmosfera de Vénus. Para tal contribui, decisivamente, o manancial de observações fornecidas pela sonda *Venus Express* (que continua, neste momento, em órbita e prosseguindo a missão).

No caso do método seguido neste e noutros trabalhos baseados em observações a partir do solo, a medição dos ventos baseia-se directamente na velocidade do movimento das partículas atmosféricas, o que torna mais credíveis os valores calculados. Outra contribuição importante que poderá advir deste tipo de projectos de observação é a caracterização latitudinal do vento zonal, visto ser possível colocar a fenda espectroscópica em diferentes latitudes planetárias.

Face aos dados obtidos por observações *in situ*, as observações a partir do solo têm a importante tarefa de corroborar (ou não) os valores obtidos pelas missões espaciais utilizando técnicas diferentes, o que constitui um importante método

de validação. Além disso, outra questão pertinente prende-se com a assistência que pode ser prestada na preparação de futuras missões espaciais. Finalmente, outro factor relevante assenta no menor esforço financeiro a que estas observações obrigam face aos elevados custos das missões espaciais, de forma que todos os contributos que as técnicas de solo possam oferecer constituem uma grande ajuda para a investigação planetária integrada.

O objectivo desta tese é dar um contributo para se atingir um melhor conhecimento da dinâmica da atmosfera venusiana e ajudar à sua caracterização. O estudo da super-rotação da atmosfera, através da medição da velocidade do vento zonal (vento horizontal de Este para Oeste), por espectroscopia de alta precisão, a sua caracterização e variação latitudinal representa a coluna vertebral deste trabalho.

### 1.3 Estrutura da tese

Após esta introdução sumária de enquadramento científico da tese segue-se um capítulo dedicado à génese, evolução e condições actuais do planeta Vénus. Além de uma breve referência à formação planetária, com ênfase nos aspectos geológicos e de génese da atmosfera, tenta-se descrever as linhas gerais de evolução planetária, até se atingir o estado actual. Depois o enfoque centra-se nas situações de equilíbrio atmosférico na sua interacção com a superfície, na dinâmica da atmosfera, nomeadamente no que toca à super-rotação dos ventos zonais, à estratificação da atmosfera, ao efeito de estufa descontrolado e à circulação atmosférica em geral.

O terceiro capítulo descreve o espectrógrafo de alta resolução UVES e o telescópio a que está acoplado (o telescópio UT2 do VLT), com que foram obtidas as observações de suporte a este trabalho. São explanadas as características fundamentais e particulares que levaram à escolha desse binómio para os propósitos deste projecto de investigação.

No capítulo seguinte são descritos o algoritmo de redução de dados utilizado e o método de Acelerometria Astronómica Absoluta (AAA). São ainda referidos dois projectos em que ele foi previamente usado: a validação do método em observações de Io (Civeit et al., 2005) e no estudo da atmosfera de Titã, por Luz et al. (2005, 2006) o que dá credibilidade à utilização deste algoritmo no presente estudo.

O quinto capítulo é dedicado à análise dos resultados obtidos, descrevendo os processos implementados e apresentando os resultados sob a forma de gráficos e valores de ventos calculados e afectados dos erros inerentes ao método usado. É feita a interpretação dos resultados produzidos tendo como base os modelos vigentes no *state of the art* para a atmosfera de Vénus, e em termos comparativos com os resultados obtidos pelas missões espaciais (com destaque para a *Venus*

*Express*) e outras observações a partir do solo.

Por último, são tecidas algumas considerações finais sobre o trabalho realizado, dando uma antevisão do trabalho futuro a desenvolver nesta área de investigação, assim como os projectos que irão nortear os meus próximos passos neste domínio de pesquisa científica.

## Capítulo 2

# O Planeta Vénus

### 2.1 O gémeo paradoxal

Vénus é, em geral, o terceiro corpo celeste mais brilhante no céu, depois do Sol e da Lua. Dada a pequena distância angular que o separa do Sol é visto da Terra como "estrela da manhã" ou como "estrela da tarde", isto por aparecer ora no crepúsculo que antecede o nascer do Sol, ora na alvorada. Mesmo com um pequeno telescópio pode-se constatar a apresentação de fases consoante a zona iluminada pelo sol e a linha de mirada a partir da terra (Cattermole, 1994).

Várias singularidades tornam único este planeta do sistema solar. Uma delas é o facto de Vénus apresentar rotação retrógrada, facto isolado entre os planetas do sistema solar. Outra é a enorme disparidade entre a rotação lenta do globo sólido (uns "lentos" 243 dias terrestres) e a revolução da atmosfera que apresenta um período de 4,4 dias terrestres. É de notar que o dia solar venusiano, ou seja o tempo que medeia, por exemplo, entre duas posições do Sol no zénite, é muito influenciado pelo movimento de rotação de Vénus em torno do Sol e a sua órbita e da combinação dos dois movimentos sai um dia solar de cerca de 117 dias terrestres.

Uma das particularidades de Vénus que o diferencia em relação à Terra é a obliquidade do globo ( $177^\circ$ ). Essa elevada obliquidade torna o eixo de rotação quase perpendicular à eclíptica e torna a rotação, quer da atmosfera, quer do corpo sólido, retrógrada quando observada da Terra. Como assim os dois hemisférios recebem, aproximadamente, a mesma quantidade de radiação ao longo do ano, as variações sazonais são negligíveis (Bougher et al., 1997).

Outro factor que torna Vénus um indubitável *case study* para comparação com a Terra reside no facto de, tendo partido de condições iniciais muito semelhantes após a formação planetária (massa, tamanho, constituintes da atmosfera, conteúdo em dióxido de carbono e, provavelmente, água) a evolução temporal ter conduzido

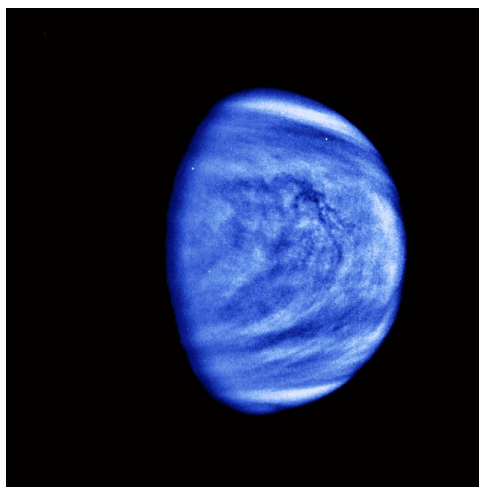


Figura 2.1: Imagem obtida pela missão Galileu onde estão realçados os padrões de pequena escala das formações nebulosas pela falsa cor azul que enfatiza as nuvens. As nuvens de ácido sulfúrico são evidência da intensa actividade convectiva na região equatorial, perto do ponto sub-solar ou *meio-dia* de Vénus (à esquerda na imagem e um pouco abaixo do centro), (Imagem: *site* da NASA/JPL).

estes dois planetas a situações actuais tão divergentes.

Apesar da sua proximidade à Terra, durante muito tempo Vénus permaneceu, obstinadamente, um impenetrável mistério devido ao manto brumoso de nuvens opacas que o recobre completamente. A atmosfera é tão espessa e opaca que reflecte e absorve cerca de sessenta e cinco por cento da luz solar que nela recai (figura-2.1).

Com aproximações à terra da ordem de 41 milhões de quilómetros, Vénus foi um óbvio objectivo no dealbar da exploração planetária mais pelo brilho convidativo no firmamento terrestre e noção de proximidade do que pela distância a percorrer para lá chegar (pois, como sabemos, a órbita de energia mínima entre os dois planetas implica um percurso bem maior do que a distância entre eles). As primeiras sondas do projecto *Venera* foram lançadas em 1961, contudo problemas de funcionamento levaram a que o primeiro *flyby* fosse levado a cabo pela *Mariner 2* em Dezembro de 1962. As imagens enviadas pela sonda foram uma desilusão pois revelavam a mesma opacidade da atmosfera que escondia como um véu a superfície do planeta.

A partir de meados da década de sessenta as sondas *Venera* começaram a ter mais sorte. As sondas mergulharam através da densa atmosfera em direcção ao solo, mas a hostilidade do ambiente foi subestimada e as elevadas pressões e temperaturas acabaram por esmagar os primeiros aparelhos em pouco tempo. Somente a *Venera 7* logrou atingir o almejado objectivo de chegar à superfície

e enviar alguns dados de volta para a Terra. Para quem esperava um ambiente agradável e eventualmente propício a albergar vida, foi o golpe de misericórdia, pois as leituras indicavam pressões superficiais da ordem da centena de vezes a pressão atmosférica terrestre e temperaturas em torno dos 475°C.

A superfície de Vénus começou a ser mapeada com recurso a orbitadores utilizando radar (pois as ondas de rádio atravessam a camada nebulosa numa janela da opacidade do meio), que assim penetravam o manto de nuvens que escondia a topografia da superfície. Por outro lado, novas sondas, blindadas para poderem suportar as condições extremas vieram corroborar os dados das primeiras leituras. As imagens da superfície de Vénus mostravam uma paisagem de rochas vulcânicas partidas pela erosão química em toda a volta.

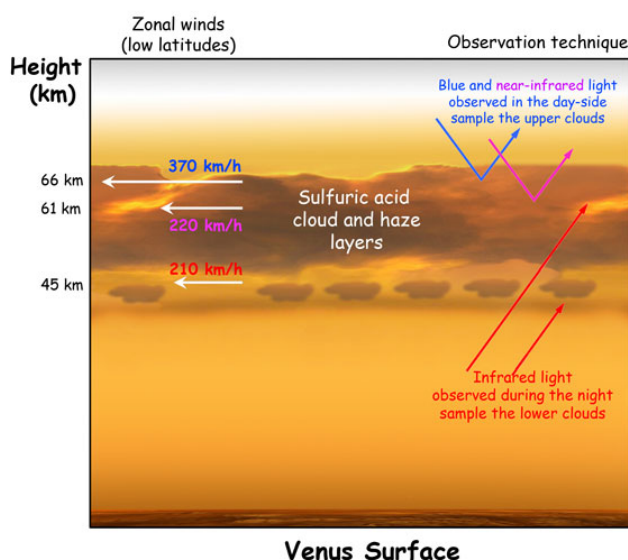


Figura 2.2: Várias bandas de comprimento de onda como ferramentas de sondagem dos ventos na atmosfera de Vénus em duas camadas distintas entre o equador e os 50-55° de latitude Norte no hemisfério Sul do planeta. Medições efectuadas pelo espectrómetro de bordo da sonda *Venus Express*: Visual and Infrared Thermal Imaging Spectrometer (VIRTIS) em 2007 (Imagem: Space Spin, Robotic Exploration).

A missão *Pioneer* da NASA, nas décadas de setenta e oitenta, deu um contributo inestimável para o estudo deste planeta, produzindo um mapeamento da superfície planetária, mais uma vez por recurso a radar. O levantamento cartográfico detalhado só veio a ser possível por intermédio da sofisticada sonda *Magalhães* que operou entre 1989 e 1994. O poder de resolução desta sonda era de tal ordem que para além de conseguir estabelecer as altitudes do terreno, conseguia



descrever declives, a rugosidade da superfície e a textura do terreno e conseguia até distinguir regiões do solo compostas por minerais diferentes.

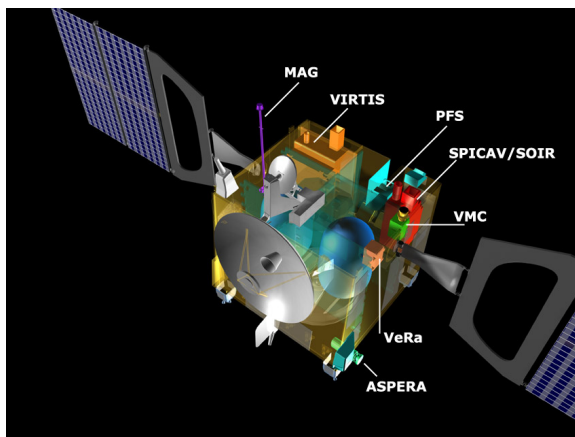


Figura 2.3: Sonda *Venus Express* da ESA, esquema dos vários sensores a bordo (Imagem: *site* da missão *Venus Express*, ESA).

## 2.2 Origem de Vénus e da sua atmosfera

Durante a formação do sistema solar os protoplanetas em órbitas primitivas variavam o espaço circundante à estrela, recolhendo à sua passagem poeiras e detritos num processo incipiente de acreção.

As poeiras acretadas são, em geral, compostas por um núcleo rochoso envolto em gelo de diversos voláteis.

Durante o processo de contracção gravitacional há libertação de energia, à qual se junta a energia que advém dos isótopos radioactivos instáveis (que vão, por sua vez, libertando calor). Juntando a estes factores o movimento de rotação do protoplaneta que age como uma imensa centrífugadora, temos um processo de diferenciação interna por camadas, dependente das massas dos seus constituintes.

Além da conhecida diferenciação em núcleo, manto e crosta que estrutura os interiores planetários de Vénus e da Terra, os voláteis procuraram caminho para superfície, aí permanecendo na forma líquida (caso da água na terra), quer na forma gasosa (dotando dessa forma os planetas de atmosferas). Quer ainda alterando-se quimicamente ou por interacção com a radiação solar, levando ao aparecimento de novas moléculas, algumas das quais de massa tão baixa que atingem, com facilidade, a velocidade de escape e abandonam a esfera de influência gravitacional do planeta, perdendo-se no meio interplanetário (caso da molécula de água em Vénus e da sua cisão em hidrogénio e oxigénio).

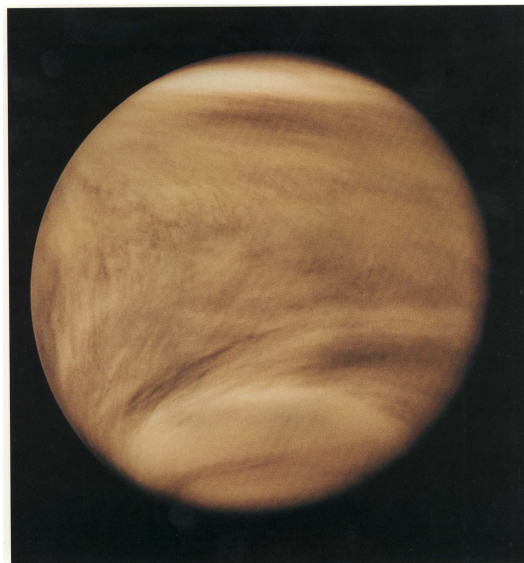


Figura 2.4: Imagem de Vênus obtida pela sonda *Pioneer Venus* no ultravioleta, em 1979. É clara a presença do padrão em forma de Y das nuvens espessas de ácido sulfúrico, fruto da resposta atmosférica à presença de turbilhões (Imagem do *site* da NASA/JPL).

Aquando da formação planetária os planetas telúricos com atmosferas, Vênus, Terra e Marte, apresentavam uma atmosfera primordial semelhante quer em composição, quer em abundâncias relativas dos seus constituintes. O percurso evolutivo que regeu cada um dos casos determinou que cada um deles fosse conduzido às situações extremas que conhecemos para Vênus e Marte e para a situação aprazível da Terra hoje.

No caso de Vênus, o facto da maior parte do dióxido de carbono se encontrar na forma de gás na atmosfera foi determinante para impor um intenso efeito de estufa amplificado, por sua vez pela constante solar, que em Vênus é, sensivelmente, o dobro da terrestre.

Outro factor relevante para entender a evolução da atmosfera de Vênus, desde a atmosfera primordial semelhante à atmosfera primordial terrestre até à atmosfera actual, é a acentuada erosão atmosférica por impacto de partículas do vento solar e pela própria radiação (Bougher et al., 1997).

As interações superfície-atmosfera são também extremamente pertinentes para a evolução planetária diferenciada. De referir a absorção de  $CO_2$  pelos oceanos terrestres e a profusão de enxofre de origem vulcânica na atmosfera venusiana. Reacções químicas com a superfície de Vênus depositam o enxofre, então para se manter o equilíbrio dinâmico na atmosfera impunha-se uma fonte de reposição de S. É aqui que se enquadra o vulcanismo extenso que evidencia

a superfície de Vénus (vulcanismo de superfície - visto o planeta não apresentar mecanismo de tectónica de placas). O exame das reacções químicas que afectam os gases atmosféricos de Vénus mostra que esses constituintes estão em equilíbrio com as rochas do planeta. Esse notável resultado pode significar que a composição química da atmosfera de Vénus seja inteiramente determinada pelas propriedades da superfície, o que não sucede na Terra. A razão para este diferente comportamento reside em dois factores: na Terra existem processos desequilibrantes como é o caso da fotossíntese a perturbar os níveis de  $CO_2$ , outro factor prende-se com as temperaturas superficiais muito altas de Vénus pois leva a que as reacções químicas entre os gases atmosféricos e as rochas se efectuem rapidamente. Assim, o equilíbrio químico é atingido com rapidez (Goody et al., 1975).

### 2.2.1 Evolução geológica

A maior parte dos modelos térmicos concordam na composição inicial de Vénus, formado essencialmente de material *condrítico*. A maior parte do seu reservatório radioactivo estaria acumulada no seu centro e, com o tempo, foi aquecendo gradualmente o planeta. A semelhança patente entre a densidade e a massa de Vénus e da Terra aponta para uma provável história térmica similar, controlada pela separação do núcleo.

Visto Vénus e a Terra serem aproximadamente do mesmo tamanho e terem sido formados a partir de material primordial semelhante, a produção de calor no interior do planeta a partir de quantidades de elementos radioactivos da mesma ordem de grandeza deverá ser também semelhante. Algum deste calor escapa-se através da crosta na rocha em fusão, são chamados os *pontos quentes*.

A maior parte dos vulcões na Terra resulta da fricção entre as placas tectónicas (com as bem demarcadas linhas de vulcanismo a acompanhar as zonas de confronto das placas), como é o caso do *anel de fogo do Pacífico*. No entanto, em Vénus não existe tectónica de placas e o calor, não tendo esta válvula de escape em modo contínuo, acumula energia até que por toda a superfície irrompa lava através de uma dispersão de mais de 100.000 vulcões de todos os tamanhos (Bougher et al., 1997). Daqui se destacam duas particularidades: uma prende-se com generalização dos eventos vulcânicos sem regiões preferenciais como na Terra (contudo, o carácter mais disperso dos vulcões venusianos não é totalmente aleatório, pois cerca de 70 % das ocorrências de vulcões de escudo ocorrem em cerca de metade da superfície do planeta); a outra tem a ver com a ocorrência de erupções simultâneas e à escala planetária como atestam os estudos geológicos dos últimos anos.

Apesar de Vénus não apresentar placas tectónicas activas, são evidentes as "cicatrizes" de profundos desfiladeiros e *canyons* a atestar a forte possibilidade de já ter havido um significativo sistema de placas tectónicas activas no passado



Figura 2.5: Imagem de Vénus sintetizada por computador a partir do mosaico de imagens de radar e de altimetria por radar obtidas pela sonda Magalhães no seu primeiro ciclo de mapeação do planeta (Imagem: *site* da NASA/JPL).

(ver figura-2.6). É o caso dos *canyons* de "chasmata" que se entrecruzam ao nível equatorial do planeta (Cattermole, 1994).

Ainda é de salientar as importantes consequências que advêm para cada planeta da diferente taxa de rotação planetária, quer ao nível do globo sólido quer da circulação das respectivas atmosferas, pois enquanto na Terra existe um mecanismo triplo de células de Hadley (como se explica na próxima secção), em Vénus há uma única célula de Hadley em cada hemisfério estendendo-se da região equatorial à região polar.

Vénus com os seus 12104 km de diâmetro é quase do tamanho da Terra. A gravidade à superfície é de 0,9 vezes a terrestre e a estrutura interna é bastante similar à da Terra, com uma fina crosta de silicatos, um espesso manto e um núcleo de metais pesados (níquel e ferro). Uma diferença significativa é o facto do núcleo de Vénus dever ser sólido e comparativamente muito mais frio que o terrestre (Lewis, 2004).

O relevo em Vénus apresenta grande diversidade. A Norte estende-se um proeminente sistema montanhoso a partir das planuras circundantes. É o caso do planalto de Lakshmi, o qual é composto por lava arrefecida.

Praticamente todas as estruturas geológicas venusianas são de origem vulcânica o que faz de Vénus um "mundo de vulcões". Reconstruções da superfície baseadas em dados da sonda Magalhães reforçam ainda mais esta descrição do planeta, como mostram as suas planícies de lava solidificada em torno dos montes Gula e Sif (figura-2.6).

As planícies de Vénus estão fracturadas pela actividade vulcânica. A estrutura resultante apresenta um padrão em forma de aranhas, denominado de *aracnóides* e que atingem até 250 quilómetros de diâmetro. Cobrindo quase a totalidade do planeta estão correntes de lava solidificada. (Cattermole, 1994).

Outras estruturas de origem vulcânica ímpar são as *panquecas*, que estendem a sua estrutura circular, oriundas de cúpulas de lava que se ergueram do solo e que acabaram por "derramar-se" em volta, antes da lava ter tempo para solidificar. São ultrapassadas em dimensão pelas enormes *coronas*, estruturas arredondadas que resultam da emersão de material fundente e posterior colapso.

Estudos estatísticos sobre a dispersão de crateras de impacto propõem que a superfície actual de Vénus não tenha mais de 400 milhões de anos de idade (excepto as regiões de maior altitude que serão muito mais antigas que a data proposta), apontando assim uma data hipotética para a última grande disrupção vulcânica da superfície de Vénus ((Cattermole, 1994)).

As crateras de impacto de meteoritos são em número reduzido, principalmente nas terras baixas, o que resulta de terem sido apagadas por uma erupção vulcânica generalizada. As crateras dos planaltos foram relativamente poupadas, protegidas das torrentes de lava pela sua altitude.

Os contornos de Vénus esboçados pela *Pioneer* mostram que o planeta é essencialmente composto por planícies de origem vulcânica. As terras altas incidem numa larga cordilheira em torno do equador (*Aphrodite Terra*) (figura-2.6) com outras estruturas montanhosas dispersas pelo resto do planeta. É o caso da montanha de Maxwell, perto do pólo Norte (que é mais alta do que o monte Everest) e os vulcões de escudo de *Beta Regio* com o cume do seu par de vulcões a ultrapassar os 5.000 metros. *Ishtar Terra* é um complexo montanhoso que nos remete para o Tibete e a região dos Himalaias na Terra.

## 2.2.2 Vulcanismo venusiano

Apesar de ter o gentil nome da mítica deusa do amor, na realidade a superfície de Vénus terá mais semelhanças com o inferno de Dante. A superfície do planeta é dominada por grandes vulcões e escoadas de lava, a temperatura superficial é suficientemente alta para derreter chumbo e a pressão superficial é muito maior que a terrestre.

O vulcanismo terrestre é, essencialmente, accionado pela tectónica de placas. O interior da Terra vai perdendo calor de uma forma quase contínua. O escape do calor interno de Vénus já não pode seguir esta via, pois este apresenta uma única placa. Periodicamente (numa escala de biliões de anos) o planeta "ferve" numa era de intenso vulcanismo por toda a superfície, que apaga crateras antigas e transfigura a superfície do planeta.

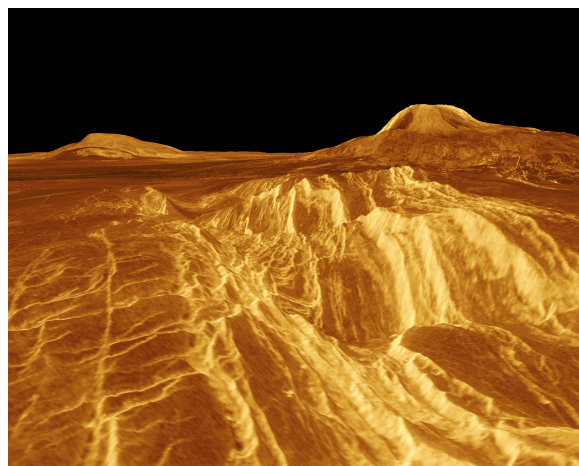


Figura 2.6: Imagens da superfície de Vénus a três dimensões, sintetizadas a partir das imagens de radar captadas pela sonda Magalhães. Montes Sif e Gula em Eistla Regio. O vulcão na esquerda da imagem tem cerca de 3km de altura (Gula). Em primeiro plano podem-se ver escoadas de lava através de planícies fracturadas (Imagem: *site* da NASA/JPL).

A superfície de Vénus é dominada por formações de terreno e estruturas de grandes dimensões que resultam da subida do manto até á superfície do planeta (figura-2.6). As redes de coronas subtem a hipótese de ter ocorrido extensa actividade de emersão do manto. O facto de haver algo similar a uma sequência evolucionária das coronas suporta a hipótese de continuar a haver superficiação de materiais ainda hoje. Isto porque algumas das pequenas coronas fissuradas radialmente devem representar estádios da infância na evolução temporal das coronas.

A outra parte do planeta evidencia largas planícies que resultaram do preenchimento por escoadas de lava de zonas de depressão topográfica. A presença de extensos canais de lava e direcções preferenciais das escoadas corroboram essa ideia. Então o material extrusivo mais recente deve estar acumulado nas baixas terras planas e também é aí que se encontram menos crateras de impacto (ou foram submersas pelo material eruptivo ou então estão muito alteradas e danificadas pela deposição de lavas). Ao invés, as terras altas contêm os materiais geológicos e formações mais antigas do planeta (Cattermole, 1994).

As crateras de impacto que podemos encontrar na superfície de Vénus, são em geral bastantes grandes visto a elevada densidade da atmosfera proteger o planeta da maior parte dos impactos de objectos de menor dimensão incinerando-os aquando da sua entrada na atmosfera. Por outro lado, os fragmentos resultantes do impacto com a superfície não são projectados a grandes distâncias da cratera devido à elevada viscosidade da atmosfera (Pater et al., 2001).

## 2.3 A atmosfera de Vénus

A atmosfera de Vénus é extremamente densa (figura-2.7), contendo cerca de 100 vezes mais gás do que a terrestre apesar da semelhança nas dimensões. A composição gasosa é maioritariamente de dióxido de carbono (0,965 de fracção molar) e algum azoto (0,035 de fracção molar). Os componentes minoritários vão ter, contudo, um papel importante na aparência e dinâmica da atmosfera (como é o caso do  $SO_2$  de 150 ppm de fracção molar). A sua composição em água é hoje meramente vestigial (cerca de 20 ppm de fracção molar).

A pressão superficial chega aos 93 bar (sendo 92 bar de dióxido de carbono): a pressão atmosférica na superfície de Vénus pode equiparar-se à pressão sobre um corpo mergulhado num oceano terrestre a cerca de 1.000 metros de profundidade. A massa total da atmosfera em Vénus perfaz cerca de 93 vezes a massa da atmosfera terrestre.

A temperatura superficial ronda os  $740^\circ K$ , muito acima da temperatura subsolar calculada (cerca de 3 vezes superior), fruto de um poderoso efeito de estufa que iremos estudar adiante. A superfície encontra-se oculta por um brumoso manto de nuvens espessas que resultam da interacção química entre o dióxido de enxofre e algum vapor de água gerando gotículas de ácido sulfúrico (nuvens essas que são altamente reflectoras).

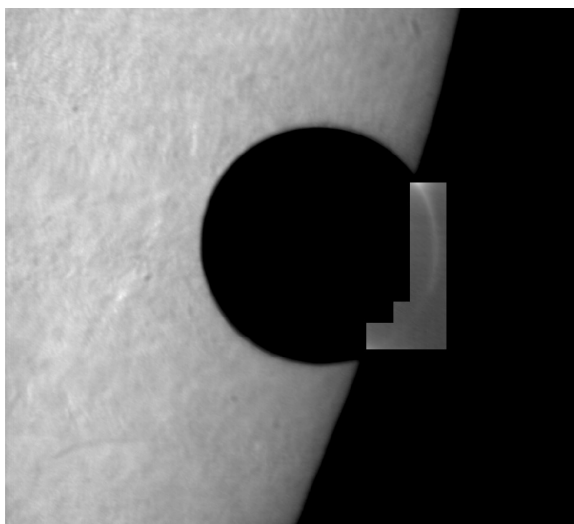


Figura 2.7: Anel atmosférico de Vénus em realce durante o trânsito de Vénus. Imagem obtida pelo Observatório de Paris-Meudon (Solar Tower) (Imagem: *site* do ESO).

Enquanto na Terra a superfície coberta por nuvens é, em média, quarenta por cento da superfície total, em Vénus a cobertura atinge os cem por cento. De tal

modo, que a sonda *Pioneer Venus* que esteve em órbita 14 anos, não chegou a conseguir sequer lobrigar a superfície, limitada a observar, continuamente o topo da camada de nuvens.

O manto de nuvens que cobre o planeta é composto por ácido sulfúrico e alguns aerossóis de composição ainda desconhecida. É visível o rápido movimento retrógrado que apresenta o topo das nuvens através da evolução dos padrões diferenciados das nuvens de topo. Já as imagens obtidas pela sonda *Pioneer Venus* no ultravioleta revelavam marcas escuras nas nuvens, o que seria um indicador do seu movimento, na realidade uma louca correria através dos céus de Vénus, concluindo uma revolução em cerca de quatro dias terrestres. Este movimento de super rotação da atmosfera venusiana ainda não é hoje bem explicado (Bougher et al., 1997).

Observações detalhadas das estruturas nebulosas quer a grande, quer a pequena escala através da Venus Monitoring Camera a bordo da *Venus Express* mostraram que a região polar Sul é extremamente variável podendo alterar-se dramaticamente à escala temporal de um dia terrestre.

A dinâmica e morfologia das nuvens é variável com a latitude, além disso as formações nebulosas apresentam uma grande alteração temporal.

Os sistemas nebulosos das elevadas latitudes assemelham-se aos furacões terrestres. O enorme vórtice da região polar supera em tamanho o congénere terrestre por um factor de quatro. Nas baixas latitudes o padrão das nuvens é mosqueado indicando convecção vigorosa e turbulenta gerando padrões de pequenas células, contribuindo assim para o aspecto sarapintado dessa zona. Porém, nas médias latitudes este padrão transforma-se em faixas bem delineadas de fluxo quase laminar. Isto deve-se à transição da zona perto do ponto sub solar dominada pela convecção para uma zona próxima do equilíbrio ciclostrofico de vento zonal (Markiewicz et al., 2007).

As variações apresentadas pelas camadas de nuvens devem-se, não só aos movimentos globais da atmosfera, mas também a actividade ondulatória nas camadas atmosféricas e às variações de brilho da camada superior de névoa.

O processo de aumento por difusão das partículas de ácido sulfúrico, sedimentação e mistura por remoinhos têm, nestas altitudes das nuvens, escalas de tempo de alguns meses, logo não devem ser muito relevantes para a sua dinâmica. Por outro lado o processo de nucleação homogénea pode levar ao aparecimento de inúmeras partículas na região do sub-micrómetro ( $r \approx 1\mu m$ ) levando o sistema, rapidamente, a elevados níveis de super-saturação. No caso da alta atmosfera de Vénus isto implica, ou um rápido arrefecimento da camada, ou uma grande injeção de partículas de  $SO_2$  nessa camada.

As nuvens, em Vénus, têm uma influência determinante na visão do planeta, estrutura térmica e balanço energético da atmosfera.

Apesar das nuvens ocultarem por completo, a superfície do planeta, a sua



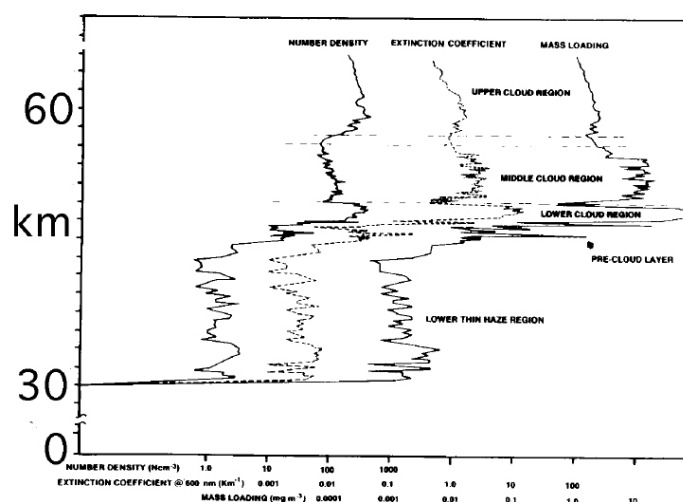


Figura 2.8: Distribuição das formações nebulosas em função da altitude, densidade de número de partículas e coeficiente de extinção (Knollenberg and Huntten, 1980).

massa é baixa, cerca de  $0,02\text{g}$  por coluna vertical de  $1\text{cm}^2$ .

O clarificar da atmosfera na camada de nuvens a elevada altitude, fica a dever-se à rápida descida da opacidade da bruma nessa área devido à coagulação das partículas em suspensão, o que leva à sua diminuição em número e consequente aumento de transparência da camada nessa zona (Svedhem et al., 2007).

Como as nuvens que recobrem a superfície de Vénus são opacas, todo o conhecimento topográfico do planeta foi obtido por radar, com as sondas soviéticas da missão Venera a darem um contributo significativo no levantamento cartográfico da superfície do planeta.

Em 1984, Allen e Crawford descobriram uma "janela" de transparência das nuvens de Vénus no infravermelho próximo, esta nova ferramenta de análise permitiu sondar as nuvens em profundidades diferentes e estudar a variabilidade da opacidade total das nuvens (figura-2.2).

Durante muito tempo a existência de descargas eléctricas na atmosfera de Vénus foi controversa. Facto que veio a ser confirmado em 2007 pelo magnetómetro da sonda Venus Express. A importância da existência de descargas eléctricas em Vénus é muito relevante pois traduz-se num enorme *input* de energia para desenvolver uma significativa química atmosférica.

Para além da detecção das trovoadas venusianas, a sonda Venus Express descobriu a existência de um enorme vórtice atmosférico na região polar Sul do planeta (figura-2.9). Foi identificada para além do duplo vórtice atmosférico, uma

zona circumpolar fria (Piccioni et al., 2007). Porém, ainda está por estabelecer a relação entre a super-rotação da atmosfera e este fenómeno, sendo um tema principal na investigação científica actual.



Figura 2.9: Visualização dos vórtices na zona polar Sul de Vénus, repare-se na estrutura dupla (imagem: *site* do ESO).

O orbitador Pioneer obteve dados sobre o movimento dos padrões das nuvens em altitude (no ultravioleta), seguindo assim o traçado dos ventos de altitude, contribuindo para o conhecimento da estrutura da atmosfera em Vénus. Contudo, a sua resolução espacial era inferior à da *Venus Express*.

### 2.3.1 Génese da atmosfera nos planetas telúricos

A existência de atmosferas nos planetas telúricos é uma consequência da sua formação e evolução. As moléculas que compõem os gases atmosféricos estão todas presentes nos materiais que deram origem ao sistema solar.

Era de esperar que a constituição atmosférica dos vários planetas telúricos fosse semelhante, visto procederem de um modelo semelhante (Cattermole, 1994). De facto, as atmosferas primordiais obedeceriam a este critério. Mas a evolução diferenciada dos vários planetas conduziu a significativas alterações das constituições iniciais.

Os principais processos através dos quais uma atmosfera ganha gás podem ser elencados do seguinte modo:

- Desgasificação do interior.

- Bombardeamento de cometas, planetésimas e asteróides.
- Evaporação/sublimação de materiais depositados na superfície planetária ou no seu interior.

Enquanto os cinco principais processos da perda de gás atmosférico são:

- Escape térmico.
- Condensação.
- Reacções químicas.
- Craterização atmosférica.
- Bombardeamento por partículas ionizadas.

Se um planeta tiver massa suficiente então o seu interior terá um núcleo "quente" devido, quer ao processo de formação do planeta, quer devido ao declínio radioactivo de elementos no seu interior. Este aquecimento é responsável pela libertação de gases que poderão depois migrar para a superfície planetária formando a atmosfera (Bougher et al., 1997). Contudo, pode ser que não se acumulem simplesmente na atmosfera. Poderão, face à sua cinética, escapar-se para o espaço livre. Pode ser, também, que outros mecanismos voltem a fixar estas moléculas na estrutura do planeta (fase sólida ou líquida).

### 2.3.2 Composição actual da atmosfera de Vénus

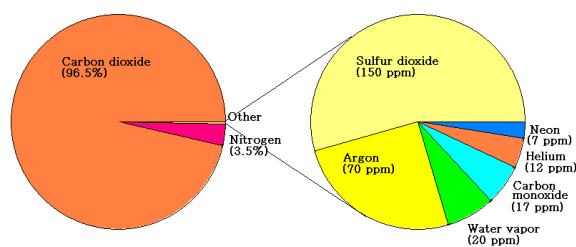


Figura 2.10: Composição actual da atmosfera de Vénus (imagem: *site* da NASA).

Apesar de inicialmente as atmosferas de Vénus e da Terra terem aproximadamente a mesma quantidade de dióxido de carbono, na Terra a maior parte encontra-se *enterrada* na crosta do planeta na forma de silicatos como o calcário e outras rochas carbonatadas, ou ainda dissolvido na água dos oceanos. Em Vénus a maior

parte do dióxido de carbono está na atmosfera (figura-2.10), contribuindo para um massivo efeito de estufa o que o torna um *case study* para as possíveis consequências de alteração climática na Terra, face aos problemas actuais de excesso de emissão antropogénica de gases de estufa.

Um dos componentes minoritários de extrema relevância na dinâmica da atmosfera (como já foi referido) é o dióxido de enxofre ( $SO_2$ ). É de realçar a fonte abundante de monóxido de carbono (CO), na alta atmosfera, devido à fotólise do  $CO_2$ , depois estas moléculas tendem a afundar nas nuvens até à superfície do planeta, ao longo de semanas. Foram, também, encontradas evidências da existência de  $H_2O$  na alta atmosfera, mas só a nível vestigial (Beatty et al., 1999).

### 2.3.3 Perda de água pela atmosfera de Vénus

A ausência de um campo magnético interno leva a que o vento solar interaja directamente com a alta atmosfera do planeta. Isto faz com que a distribuição de partículas de plasma, assim como de átomos em estados excitados, seja radicalmente diferente do caso terrestre.

A evidência de um campo magnético próximo do planeta, sugeriu a hipótese de uma magnetosfera gerada, não pelo efeito de dínamo como na Terra, mas antes pela interacção do vento solar com as partículas carregadas da ionosfera (Goody et al., 1975). Ou seja, um campo magnético induzido. Vénus apresenta uma magnetosfera mais fraca do que a da Terra e mais perto do planeta (figura-2.11).

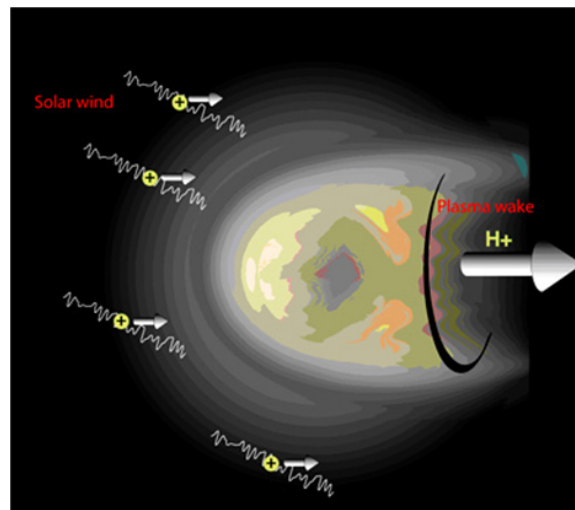


Figura 2.11: Génese da magnetosfera de Vénus por ionização das moléculas na alta atmosfera. Podemos constatar a perda de  $H^+$  na zona sem magnetosfera, ou seja na região do hemisfério noturno do planeta (Imagem: *site* da ESA).

A ausência de água em Vénus levantou grande celeuma, visto ser uma molécula assaz abundante no sistema solar em particular e no Universo em geral. As sondas que penetraram a atmosfera de Vénus só encontraram traços vestigiais de água.

Medições simultâneas ao longo do perfil vertical da atmosfera, de moléculas com hidrogénio na sua composição, assim como de partículas de plasma com essa origem, trouxeram alguma luz sobre o processo de depleção de hidrogénio por parte de Vénus e assim sobre o modo como este planeta perdeu quantidades apreciáveis de água ao longo da sua história. No passado pode ter sido muito abundante, eventualmente tanto como na Terra.

A hipótese mais plausível, hoje, para o desaparecimento da água de Vénus é a da fotólise na alta atmosfera. O hidrogénio por ser muito leve atingiria, facilmente, a velocidade de escape e perder-se-ia no espaço.

Leituras prévias indicaram uma relação isotópica D/H (entre o Deutério e o Hidrogénio atómico) de cerca de 1500 vezes a existente na baixa atmosfera da Terra. Tal facto é consistente com uma perda continuada de hidrogénio (presumivelmente provindo da molécula de água em larga medida), visto o escape do isótopo mais leve ser preponderante face ao Deutério (Calvillo, 2008). Depois do  $H^+$  o ião que se escapa da atmosfera em maior quantidade é o  $O^+$ , a razão de perda entre estes dois iões é de 2 para 1, o que subtende a hipótese de ambos os iões provirem da ruptura por foto-dissociação da molécula de água ao ser atingida pela radiação ultravioleta solar, na alta atmosfera.

Este processo de perda é mais enfático em Vénus do que na Terra, não só devido à maior constante solar, mas também devido a não haver uma magnetosfera suficientemente forte, como na Terra, para proteger a atmosfera do impacto das partículas aceleradas de plasma provenientes do vento solar.

### 2.3.4 Efeito de estufa descontrolado: *Runaway greenhouse effect*

Em Vénus há um efeito de estufa descontrolado devido à enorme quantidade de  $CO_2$  atmosférico - Runaway Greenhouse effect (figura-2.12). Numa fase anterior Vénus deve ter tido água superficial, com o aquecer do Sol, esta deve ter evaporado e gerado um intenso efeito de estufa.

Numa primeira fase da história de Vénus o vapor de água atmosférico foi o responsável pelo advento de um intenso efeito de estufa. Depois, a molécula de água cindiu-se, na alta atmosfera, com o oxigénio a entrar na composição de compostos de enxofre. O hidrogénio (mais leve) atingiu a velocidade de escape e libertou-se do planeta. Depois da perda maciça de água pela atmosfera de Vénus, o efeito de estufa devido ao vapor de água atmosférico diminuiu e foi suplantado pelo provocado pelo dióxido de carbono.

A temperatura média de Vénus (733K) é muito maior (cerca de três vezes maior) do que a temperatura efectiva, devido a esse fenómeno avassalador.

Pela lei do deslocamento de Wien ( $\lambda_{max}T = 2.898 \times 10^{-3}mK$ ) e face à temperatura da superfície de Vénus, que é da ordem dos  $700^{\circ}K$ , vem que o máximo da radiação emitida pelo planeta (na aproximação da radiação de corpo negro) é dentro da gama dos infravermelhos. Quer o dióxido de carbono ( $CO_2$ ) quer a molécula de água ( $H_2O$ ) não apresentam janelas relevantes de transparência da sua opacidade nessa banda de comprimentos de onda. Então, em ambos os casos vamos ter um comportamento de gases de estufa na atmosfera de Vénus.

Uma evidência observacional da existência deste efeito de estufa avassalador advém da observação do hemisfério nocturno do planeta na banda do infravermelho. A superfície sobreaquecida do planeta e a baixa atmosfera emitem fortemente a  $1.74$  e  $2.3 \mu m$  e fazem brilhar a imagem nas zonas onde as brumas de ácido sulfúrico são mais ténues ou apresentam descontinuidades entre as camadas e por isso o fluxo da radiação térmica da superfície é mais notório (Piccioni et al., 2007).

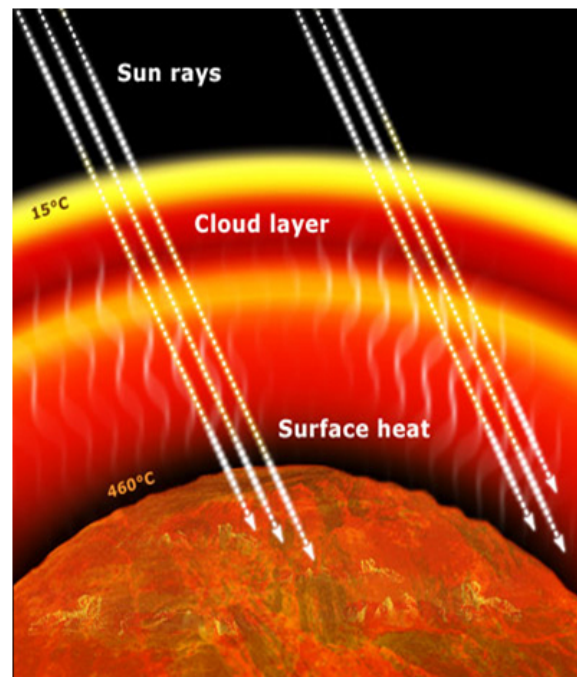


Figura 2.12: Efeito de estufa descontrolado em Vénus - *Runaway Greenhouse Effect* (Imagem: site da ESA).

### 2.3.5 Estratificação da atmosfera e perfil de temperaturas

Numa atmosfera em equilíbrio, o peso em cada camada de ar irá ser contrabalançado pela pressão, o que se traduz no *equilíbrio hidrostático*, descrito por:  $(\frac{\partial p}{\partial z} = -\rho \times g)$ . Este equilíbrio conduz à estratificação vertical da atmosfera, em que a pressão e a densidade diminuem exponencialmente com a altitude ( $p = p_0 \times e^{-z/H}$ ,  $H$  é a escala de altura).

A variação da temperatura com a altitude divide a atmosfera de Vénus em três camadas distintas: a *troposfera* (0-60 km), que se estende até ao topo das nuvens e onde a temperatura diminui com a altitude na razão do gradiente térmico de cerca de  $9^\circ K \cdot km^{-1}$  (muito próximo do gradiente adiabático:  $\Gamma_d = \frac{g}{C_p} = 7.39^\circ K \cdot km^{-1}$ , o que evidencia não ser significativa a convecção nesta zona da atmosfera); a *mesosfera* (60-100 km) caracterizada por um menos acentuado gradiente térmico vertical ( $\Gamma = \frac{\partial T}{\partial z}$ ) (Ahrens (2003)), e por existirem variações horizontais com a latitude, crescendo do equador para os pólos, o que pressupõe a existência da circulação de células de Hadley (Taylor, 1980); por último, a *termosfera* (100-200 km) onde prevalece o equilíbrio entre a radiação ultravioleta solar e a condutividade térmica das moléculas presentes. Aqui há uma assimetria entre o hemisfério diurno e noturno, pois no diurno a temperatura tende a aumentar com a altitude, enquanto no noturno tende a manter-se estável.

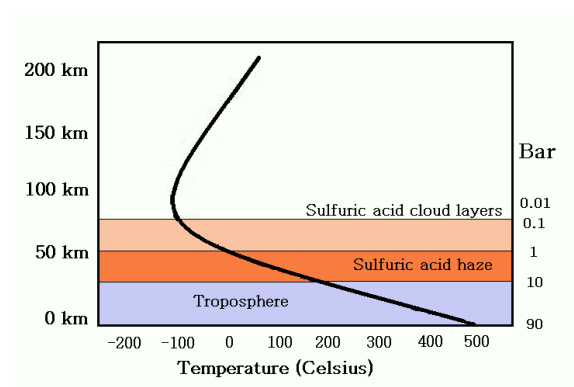


Figura 2.13: Perfil de temperatura na atmosfera de Vénus (Imagem: *site da NASA*).

### 2.3.6 Circulação geral da atmosfera

O estudo da circulação atmosférica de Vénus é hoje um tópico de grande relevância. Recentemente foram envidados esforços importantes para uma melhor compreensão da circulação global da atmosfera. Estes estudos basearam-se em dados

recolhidos pela missão espacial *Venus Express*, foram feitas medições de ventos zonais (ventos horizontais, ou seja paralelos ao equador, movendo-se no sentido retrógrado - de Este para Oeste) através do seguimento de nuvens em imagens nas bandas de comprimento de onda no ultravioleta, visível e infravermelho (Markiewicz et al., 2007; Sánchez-Lavega et al., 2008). Mas a explicação desse fenómeno tem ainda um carácter, essencialmente, fenomenológico baseado na evidência, sem haver de momento uma teoria que consiga constranger de forma cabal e causal a estrutura da circulação geral da atmosfera.

Existem três macro regimes na circulação geral da baixa e média atmosfera: com mecanismos de convecção pronunciados nas latitudes baixas; das latitudes médias até latitudes a aproximarem-se das regiões polares prevalece um sistema de ventos suaves fluindo suavemente em sistema de bandas; a partir dos 60° há uma transição abrupta para uma corrente de jacto já encontrada por missões anteriores à *Venus Express*: na região polar, perto do eixo polar foi encontrada uma vasta estrutura em vórtice binário cobrindo vários  $km^2$  e rodando sobre si própria com um período da ordem dos dois dias e meio terrestres (figura-2.14).

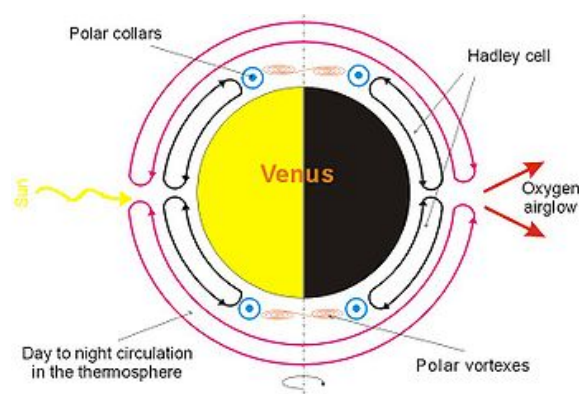


Figura 2.14: Circulação geral da atmosfera de Vénus (Svedhem et al., 2007).

A circulação geral da atmosfera de Vénus é pouco pronunciada. Talvez porque os ventos superficiais são "lentos" (não mais de alguns km/h) e dada a grande uniformidade térmica em latitude apresentada pelo planeta. Só deverá existir uma célula de Hadley em cada hemisfério (Norte e Sul), no movimento das massas de ar, desde o equador e ao longo das latitudes.

A célula de Hadley é um modelo de circulação fechada da atmosfera. A circulação de Hadley é originada pelo transporte de calor desde as zonas equatoriais até às latitudes médias, onde a quantidade de radiação solar incidente é normalmente menor. Este calor é transportado num movimento celular, com o ar ascendendo por convecção nas regiões equatoriais e deslocando-se até às latitudes superiores, pelas camadas atmosféricas mais altas.



A zona perto dos  $60^\circ$  de latitude, em cada hemisfério, onde encontramos as correntes de jacto, marcam os limites da célula de Hadley. Evidência indirecta desta circulação meridional da atmosfera pode ser colhida através da monitorização da distribuição em latitude de alguns constituintes menores da atmosfera que assim funcionam como marcadores dinâmicos dos fluxos na baixa atmosfera, como o monóxido de carbono (CO).

Outra região de transição entre regimes de circulação, desta vez em altitude, consiste na *mesopausa*, situada entre os 100 e os 120 quilómetros de altitude. Enquanto abaixo desta fronteira prevalecem os ventos zonais da super-rotação da baixa atmosfera, acima deste limiar predomina o fluxo do ar da termosfera, entre o ponto sub-solar e o ponto anti-solar do planeta (figura-2.14).

Na termosfera a circulação é caracterizada por uma circulação térmica entre o ponto sub-solar e o ponto anti-solar. Este movimento de ar pode ser inferido através dos contrastes entre densidade e temperatura nos hemisférios diurno e nocturno. Estas células encontram-se sobrepostas às dos fluxos dos ventos zonais em super rotação. Algumas medições de dos ventos na termosfera revelaram uma intensa variabilidade da componente zonal (Bougher et al., 1997), que não pode ser atribuída a sazonalidade devida a estações do ano, pois como já vimos este efeito é negligível em Vénus, mas que pode dever-se a variações de altitude dos dois regimes.

A medição do desvio Doppler de riscas espectrais moleculares do CO e do  $CO_2$  na banda de comprimento de onda do infravermelho ou do milímetro, confirmam a existência de um sistema de ventos entre os 90 e os 120 km de altitude (Goldstein et al., 1991; Lellouch et al., 1994). Recentemente foram efectuadas medições de ventos aos 70 km de altitude (pouco acima do topo da camada de nuvens) a partir do desvio Doppler de riscas de absorção do  $CO_2$  (Widemann et al., 2007, 2008) e verificou-se que a circulação na termosfera varia, também, de forma considerável numa escala de tempo diária, com infiltrações na baixa mesosfera de ventos com magnitudes em torno dos  $40 \text{ ms}^{-1}$  (Widemann et al., 2007).

### 2.3.7 Super-rotação da atmosfera de Vénus

A atmosfera de Vénus apresenta uma Super Rotação Zonal das camadas altas.

A super-rotação é um estado caracterizado por possuir um momento angular médio muito maior do que o momento angular que teria em co-rotação com a superfície do planeta.

O longo período de rotação do corpo sólido (243 dias terrestres) contrasta com o período curto da circulação da camada de topo das nuvens (cerca dos 65 km). Os ventos de altitude circulam o planeta em cerca de quatro dias terrestres e no mesmo sentido que a rotação do planeta (rotação retrógrada), a uma velocidade

de cerca de 100 m/s (mais do dobro da velocidade dos furacões terrestres mais destruidores).

Esta rotação da atmosfera de Vénus não é feita em bloco, mas sim de uma forma diferenciada em função da latitude, facto que se pode constatar pelo movimento relativo do topo da camada de nuvens que enfaixam o planeta.

A super-rotação pode ser inferida a partir da observação directa do topo da camada de nuvens. Outra constatação deste fenómeno ocorreu em 1985, quando as sondas Vega, a caminho do cometa Halley, largaram balões meteorológicos sobre Vénus. O seguimento destes balões denunciou uma corrida desenfreada a uma altitude de 54.000 metros e com velocidades tangenciais da ordem dos 110 m/s. As trajectórias aos solavancos mostravam, também, a presença de ventos verticais não desprezáveis.

Sobreposto a este fenómeno, há a expansão por aquecimento do hemisfério diurno da densa atmosfera de Vénus e a contracção por arrefecimento da camada gasosa para além do terminador no hemisfério nocturno. Ora do subsequente binário instalado gera-se uma força de maré atmosférica. O actual longo período de rotação do planeta advém de um estado de equilíbrio entre a força de maré gravitacional do Sol sobre Vénus (que tende a abrandar a sua rotação) e a referida força de maré atmosférica (Bougher et al., 1997).

### **Ventos zonais**

A circulação até ao topo da camada de nuvens é caracterizada por um vento zonal crescente e na direcção Este-Oeste. Este fenómeno foi pela primeira vez constatado a partir do seguimento dos movimentos atmosféricos efectuado pela sonda *Pioneer Venus*. O vento começa a surgir por volta dos 10 km da altitude da metade superior da primeira escala de altura da atmosfera de Vénus e depois vai aumentando a velocidade com a altitude.

As marés solares são movimentos à escala global do planeta e ficam a dever-se ao aquecimento solar. Inicialmente esta foi a razão aventada para a existência do fenómeno da super rotação na atmosfera de Vénus. Contudo, apesar desse factor poder explicar a estrutura dinâmica da atmosfera acima dos 50 km, não explica de forma satisfatória as movimentações das camadas de ar na mesosfera.

A maré é uma onda estacionária referente ao ponto subsolar, que depois se move contra a corrente, relativamente ao fluído atmosférico. A absorção da radiação solar por parte da camada de nuvens em torno dos 60 km de altitude, vai excitar uma onda gravitacional que se irá propagar na vertical depositando momento nas camadas superiores onde é absorvida. Em resultado deste fenómeno a atmosfera sofre uma desaceleração algumas escalas de altura acima do topo da camada de nuvens gerando, por consequência directa, uma aceleração ao nível das formações nebulosas. No entanto, isto não está de acordo com simulações

onde as ondas geradas por baixo da camada de nuvens tinha como resposta uma desaceleração do fluxo acima das nuvens (Baker et al., 1999), eliminando assim a super rotação da camada de nuvens (o que contradiz as observações empíricas recolhidas com as sondas espaciais).

Uma outra explicação plausível para o fenómeno da super rotação reside no mecanismo de Gierasch-Rossow, no qual é o acoplamento entre a circulação de Hadley e as ondas planetárias que gera a super rotação atmosférica de Vénus.

As células de Hadley em Vénus, resumem-se a uma célula no hemisfério Norte e outra no Sul, com o ar a elevar-se nas baixas latitudes e a mergulhar na região circum polar. A subida de ar na região equatorial impõe um aumento de momento angular nas camadas altas da atmosfera, ora este excesso de momento angular é equilibrado pelo transporte de momento imposto pelas ondas planetárias a nível equatorial das altas para as baixas latitudes (Gierash, 1975; Rossow, 1979).

A onda planetária que circula o planeta em quatro dias, é uma estrutura em forma de Y, pode ser vista em observações no ultravioleta e foi identificada como uma onda de Kelvin (figura-2.4). Esta componente constitui uma componente de larga escala na circulação da atmosfera de Vénus, assim como os ventos zonais (os quais também podem ser observados no ultravioleta). Apesar da importância que esta onda planetária tem para justificar todo o mecanismo da super rotação atmosférica, ainda não é de todo bem explicada e urge uma maior compreensão da sua formação e dinâmica.

Para medir a velocidades dos ventos a diferentes altitudes foram usadas diversas sequências de leituras quer na banda do ultravioleta quer também no infravermelho das características do topo das nuvens em movimento a cerca de 70 quilómetros de altitude, agora para inferir a velocidade dos ventos zonais estabelecendo-se valores da ordem dos  $100 \pm 10 \text{ ms}^{-1}$ , isto para latitudes abaixo dos  $50^\circ$ , o que está essencialmente de acordo com observações anteriores.

As novas medições estabelecem um declínio acentuado dos ventos zonais para lá do limite dos  $50^\circ$ . As leituras provenientes do infravermelho e que sondam a camada de nuvens mais profundamente, a cerca de 50 quilómetros de altitude, evidenciam uma intensa penetração vertical de vento (isto no lado nocturno e abaixo dos  $50^\circ$ ).

Estas medições do perfil da velocidade dos ventos em Vénus apontam para uma estrutura aproximada ao equilíbrio ciclostrófico, o qual postula o equilíbrio entre o gradiente de pressão e a força centrífuga, dando azo ao aparecimento de um fluxo zonal de vento. Em contraste a este caso temos o mais bem conhecido equilíbrio geostrófico terrestre, em que a força de Coriolis tem um papel determinante na génese das bem conhecidas estruturas ciclónicas e anticiclónicas e respectivas macro estruturas de ventos dominantes como é o caso dos ventos alísios. No caso da Terra a força de Coriolis sobrepõe-se ao efeito centrífugo devido à maior rapidez da sua rotação.

### 2.3.8 Ventos de superfície

Em contraste ao que se passa em altitude, os ventos perto da superfície são muito lentos, atingindo só uns poucos m/s, havendo um acentuado gradiente de velocidade dos ventos quando nos afastamos da troposfera e atingimos as camadas de ar ao nível do topo das nuvens.

A natureza massiva da atmosfera muito densa de Vénus implica uma grande inércia térmica. O que conduz a um carácter quase uniforme da temperatura quer em latitude quer entre o hemisfério diurno e o hemisfério nocturno (Bougher et al., 1997). A temperatura quase uniforme da atmosfera superficial (superfície isotérmica) aliada à pequena obliquidade do eixo do planeta (menos de  $3^\circ$  face aos  $23^\circ$  da obliquidade terrestre), minimiza a variação de temperatura sazonal (quase não há estações do ano).

Em termos climáticos, a pequena obliquidade do eixo e a grande uniformidade térmica, conduzem também a um pouco relevante ciclo de Milankovitch nas grandes escalas de tempo, para as variações climáticas (Goody et al., 1975).

### 2.3.9 Comparação das atmosferas dos planetas telúricos do sistema solar

Se o modelo de desgasificação após a acreção dos materiais primordiais para cada planeta segue, por um lado, um modelo semelhante em que o calor gerado na contracção gravitacional provoca a libertação dos voláteis rumo à superfície do planeta, há vários factores que condicionam a génese e evolução dessas atmosferas.

Grandeza	Vénus	Terra
Massa	$4.87 \cdot 10^{24} \text{ kg}$	$5.97 \cdot 10^{24} \text{ kg}$
Diâmetro	12104 km	12756 km
Densidade	$5250 \text{ kg} \cdot \text{m}^{-3}$	$5515 \text{ kg} \cdot \text{m}^{-3}$
Gravidade superficial	$8.87 \text{ ms}^{-2}$	$9.78 \text{ ms}^{-2}$
Temperatura superficial	$730^\circ \text{ K}$	$288^\circ \text{ K}$
Período de rotação	243.02 dias	23.93 horas
Período orbital	224.70 dias	356.26 dias
Distância ao Sol	0.72 UA	1 UA
Excentricidade	0.007	0.017
Obliquidade	$177^\circ$	$23.45^\circ$

Tabela 1.1: Valores comparativos de algumas grandezas entre a Terra e Vénus.

O aquecimento do Sol levou ao desenfreado amplificar do efeito de estufa em Vénus que, por carecer de mecanismos de absorção do dióxido de carbono, entrou num reforço positivo de aumento de temperatura planetária, principalmente devido ao facto de ter perdido o seu conteúdo em água.

Na Terra, a presença de oceanos onde o dióxido de carbono é facilmente absorvido e depositado nos fundos marinhos na forma de carbonatos, associado aos outros mecanismos, já referidos, do ciclo do dióxido de carbono, conduzem à possibilidade de se gerar um clima ameno, com água líquida e com todas as condições de suporte de vida (como a conhecemos).

Em Marte a perda continuada do dióxido de carbono, visto não haver mecanismos eficazes de retenção deste gás de estufa e, também, fruto da baixa gravidade do planeta, conduziu a um incipiente efeito de estufa e um progressivo arrefecimento do planeta.

Por outro lado vimos que a instalação de uma dinâmica de circulação geral da atmosfera é essencial à redistribuição da energia no planeta. Estes mecanismos apesar de serem semelhantes, no modelo, nos vários planetas estudados, a verdade é que apresentam resultados finais muito diversos. Assim a atmosfera de Vénus, com a sua elevada inércia térmica e pequena inclinação da órbita conduzem a ventos superficiais de baixa intensidade. O que torna quase obsoleta a circulação geral da atmosfera de Vénus, pelo menos no que respeita à distribuição de temperaturas superficiais.

Na Terra os gradientes térmicos já são relevantes gerando-se ventos com intensidade suficiente para quebrar a célula de Hadley em três (Vénus e Marte só apresentam uma), instalando-se um esquema climático à escala global, muito influenciado pela inclinação da órbita da Terra com um associado ciclo de Milankovich que já não é desprezável como no caso de Vénus).

Em Marte é a baixa densidade atmosférica que retira relevância ao sistema de ventos de elevada velocidade instalados, sendo neste caso mais importante a interacção das poeiras que são levantadas do solo e que absorvem radiação solar quando em suspensão atmosférica, tornando muito homogénea a temperatura do perfil vertical de temperaturas em Marte.

## **2.4 Exploração espacial de Vénus**

### **2.4.1 Um pouco de história**

Mais de 30 sondas espaciais foram lançadas, até à data, em direcção a Vénus. Em 1962 deu-se o primeiro contacto próximo com o planeta irmão da Terra através

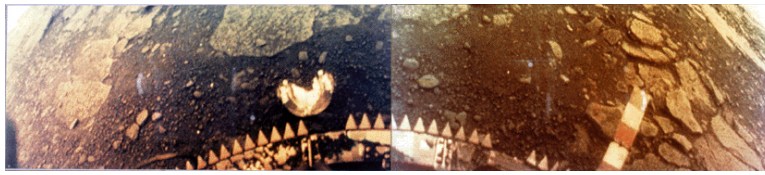


Figura 2.15: Missão Venera - Imagem histórica da superfície de Vénus pela nave *Venera 13* (imagem: *site* da NASA).

da *Mariner 2*. O programa *Venera* trouxe, com os seus sucessivos lançamentos, importantes dados novos de cartografia assim como as primeiras imagens de superfície e das condições à superfície. Seguiram-se as missões *Vega* e *Pioneer*, as quais foram decisivas para estabelecer as bases químicas do comportamento da atmosfera e a descrição física da mesma, além da constatação de que a atmosfera venusiana era extremamente activa, contendo gases corrosivos e nuvens muito espessas.

O projecto *Pioneer* foi também responsável pelas primeiras medições do fraco campo magnético de Vénus, confirmado pela *Venus Express* e modelizado como fruto da interacção do vento solar com a ionosfera (não devido ao modelo de dínamo planetário). Produziu também as primeiras leituras indirectas dos ventos fortes de altitude estimados pela observação no UV do topo das nuvens que envolvem o planeta. Esta missão foi também responsável pela descoberta do vasto duplo vórtice na zona polar Norte do planeta.

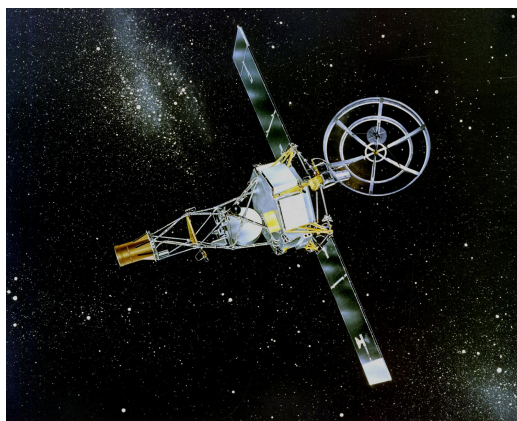


Figura 2.16: Mariner 2, lançada em Agosto de 1962 (imagem: *site* da NASA).

### 2.4.2 Exploração presente

Após um longo interregno (de cerca de um quarto de século) no projecto de investigação espacial de Vénus, a Agência Espacial Europeia (ESA), lançou a 9 de Novembro de 2005 a sonda espacial *Venus Express*, com a missão de realizar estudos no âmbito da circulação geral da atmosfera do nosso planeta vizinho, a química das nuvens e os processos de escape atmosférico diferenciado dos vários voláteis que compõem a atmosfera, assim como a interacção entre a superfície e a atmosfera, com ênfase no vulcanismo venusiano. Também são objectivos relevantes o estudo do balanço energético do planeta e o efeito de estufa avassalador que calcina a superfície.

A *Venus Express* entrou em órbita a 11 de Abril de 2006 e entrou na fase nominal em Junho desse ano. Possuindo equipamentos de observação e análise muito ecléticos e sofisticados, este orbitador consegue tirar partido da janela de observação entre 1 e 3  $\mu\text{m}$ , através das nuvens e até à superfície do planeta, possibilitando, assim, uma visão tridimensional da atmosfera em contraste com a imagem do topo das nuvens que as técnicas dos instrumentos das missões anteriores possibilitaram. A sonda possui um magnetómetro, câmara de monitorização (VMC), espectrómetro no visível e infravermelho (VIRTIS), sensor da banda do rádio, espectrómetro (PFS) de Fourier (experiência que não funciona devido a falha no servo-motor responsável por alternar o apontamento do dispositivo entre a lâmpada com o espectro de referência e o alvo planetário), um espectrómetro no infravermelho e ultravioleta, detector de partículas de plasma e neutras.

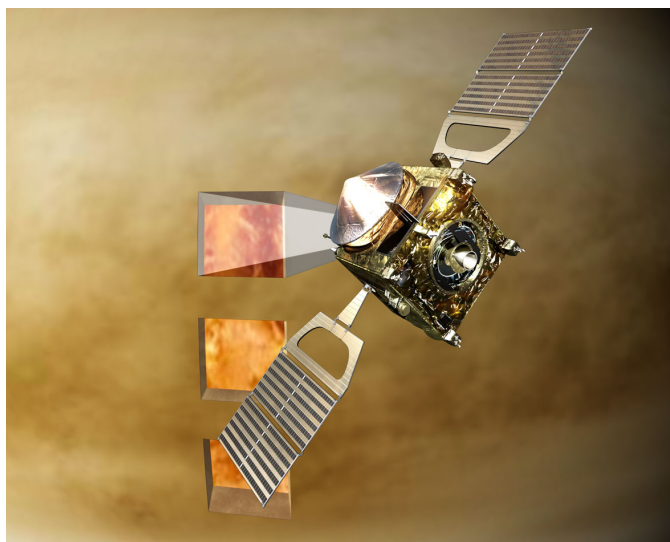


Figura 2.17: A sonda *Venus Express* em órbita de Vénus (imagem: *site* da missão *Venus Express* da ESA).

As primeiras observações obtiveram dados que evidenciavam as linhas mestras da circulação geral da atmosfera, assim como a presença de fenómenos climáticos localizados. Observações posteriores confirmaram a suspeita das nuvens venusianas apresentarem tempestades eléctricas. Outra corroboração importante foi sobre a existência dos vórtices atmosféricos nas zonas polares do planeta.

Observações simultâneas no ultravioleta e no infravermelho térmico levaram a uma correlação forte entre os padrões de circulação da atmosfera estabelecidos por cada uma das técnicas na região circumpolar, pois evidenciavam o mesmo regime dinâmico. Isto apesar de estarem a colectar dados a profundidades diferentes.

Observações espectroscópicas mostraram diferenças relevantes quer ao nível da temperatura, quer ao nível da estrutura das nuvens nos vórtices polares.

### 2.4.3 Missões agendadas para o futuro

Por um lado, o sucesso da missão *Venus Express* e o bom comportamento da sua electrónica, dispositivos de medição e obtenção de dados conduziram a uma extensão do período da missão. Esta frutífera missão da agência espacial europeia, continua em operação ainda hoje. Por outro, está previsto para 2010 o lançamento da sonda japonesa Planet-C em direcção a Vénus com chegada estimada para Dezembro de 2010.

Está também previsto para 2013 o lançamento da sonda espacial *Bepi Colombo* da ESA em direcção a Mercúrio, mas com um sobrevoo (*flyby*) de Vénus, isso durante a aproximação ao planeta para o usar numa manobra gravitacionalmente assistida.

Depois do longo interregno que precedeu a missão *Venus Express*, podemos constatar que é de novo actual o estudo de Vénus, nomeadamente o estudo da sua dinâmica atmosférica, como tema de elevado interesse da planetologia em particular e da astrofísica em geral.





## Capítulo 3

# Observações com o instrumento UVES do VLT

### 3.1 UVES -Ultraviolet-Visual *Echelle* Spectrograph



Figura 3.1: Telescópios do ESO em Paranal, deserto do Atacama, Chile (imagem: *site* do ESO).

O UVES (Ultraviolet-Visual Echelle Spectrograph) é um espectrógrafo em *echelle*, que está montado num dos quatro telescópios que compõem o VLT (*Very Large Telescope*), o UT2 ou *Kueyen* (que significa Lua na antiga língua Mapuche; os outros são: *Yepun* (Vénus), *Melipal* (Cruzeiro do Sul) e *Antu* (Sol)). É um dos equipamentos do consórcio europeu ESO e está localizado no Paranal, deserto do

Atacama, Chile. A resolução espectral (nominal) projectada para este aparelho para uma fenda de 1 segundo de arco era de 40.000 (D’Odorico et al., 2000).

Os espectrógrafos em *echelle* são instrumentos de elevada prioridade em todos os projectos envolvendo grandes telescópios, dado que a espectroscopia de elevada resolução é um dos modos de observação que mais beneficiam do facto de existir uma grande área colectora.

Este aparelho de elevada resolução está montado na plataforma Nasmyth sobre uma mesa óptica horizontal e dentro de uma estrutura de protecção.

Os objectivos científicos a que se propõe dar respostas este espectrógrafo de elevada resolução são:

- Estudo da cinemática do gás e estrelas no centro galáctico.
- Cinemática e distribuição de massa de aglomerados estelares.
- Composição, cinemática e condições físicas do meio interestelar na galáxia e sistemas próximos.
- Estudo da astro sismologia e oscilações estelares.
- Companheiros subestelares de estrelas próximas através de estudos de velocidades radiais com elevada precisão e para escalas de tempo longas.
- Estrutura, condições físicas e abundâncias do gás interestelar e intergaláctico. Em especial para gás próximo de QSO’s (objectos quase estelares) com espectros de absorção de elevado *redshift*.

## 3.2 Descrição do UVES

O UVES é um instrumento *crossdisperser* de dois braços e utiliza uma *echelle* de  $214 \times 840 \times 125\text{mm}$ . Este espectrógrafo cobre uma banda de comprimentos de onda dos 300-500 nm para o braço azul e de 420-1100 nm no braço vermelho (figura-3.7). A versatilidade do instrumento possibilita a utilização de cada braço separadamente ou em paralelo através da utilização de um divisor de feixe di-cróico (prisma que separa a luz em dois feixes de cores diferentes, capacidade que resulta da sua diferente interacção, para a refacção e reflexão, em função do comprimento de onda).

A resolução máxima que pode ser obtida, usando uma fenda estreita ou utilizando um *image slicer*, é de cerca de 110.000 no braço vermelho e de cerca de 80.000 para o azul. Neste caso a resolução espectral do instrumento é de 2 pixéis.

As redes dispersoras (*cross dispersers*) produzem uma separação das ordens maior do que 10 segundos de arco para qualquer comprimento de onda no intervalo dos 300 aos 1100 nm. Esta separação permite fazer espectroscopia de objectos compactos ou extensos, como é o caso do planeta Vénus. Esta separação também permite fazer uma boa amostragem da emissão do céu na banda do vermelho, possibilitando também uma rigorosa estimativa da radiação do fundo na leitura inter-ordens do espectro.

As câmaras são diópticas (sem obstrução central) e produzem um plano focal externo o que facilita a *interface* com o detector; outras vantagens são: campo de imagem alargado, boa qualidade de imagem e boa transmissão óptica. As câmaras diópticas têm um campo com um diâmetro de 43,5 mm (azul) e de 87 mm (braço vermelho). As duas redes dispersoras que se encontram em cada um dos braços operam como reflectoras de primeira ordem; a separação entre as ordens é, no mínimo, de 10 segundos de arco entre os centros das ordens (Dekker et al., 2000).

A resolução base do aparelho é de cerca de 50 m/s, contudo a inserção de uma célula de iodo no feixe luminoso aumenta a resolução de forma determinante como vamos ver numa próxima secção deste capítulo. Os dois braços do telescópio (azul e vermelho) estão equipados com grandes CCD's de ciência: o braço vermelho apresenta um mosaico de 2 *chips*, enquanto o braço azul tem um único *chip* (Dorn et al., 2000). O CCD do braço azul é um equipamento de  $2Kpx \times 4Kpx$ , é um CCD-44 do tipo EEV com  $15\mu m$  por *pixel*. O braço vermelho tem incorporado um CCD do mesmo tipo do que equipa o braço azul e um segundo CCD do tipo MIT/LL também de  $2Kpx \times 4Kpx$ .

A unidade de calibração contém um espelho de  $45^\circ$ , lâmpadas para fazer o *flatfield* e lâmpadas de Tório-Argon (ThAr) para a calibração em comprimento de onda. Essa unidade está montada antes do plano focal F/15 da plataforma Nasmyth. Também é possível montar, no espelho transversal, uma lâmpada de iodo ( $I_2$ ) que pode ser utilizada para ser acoplada ao caminho óptico de modo a inserir no espectro várias riscas de absorção para uma calibração precisa e assim possibilitar uma medição de velocidades radiais muito estável, mas com o inconveniente de tornar confuso o espectro pela sobreposição de uma "floresta" de riscas de absorção. Também no plano focal F/15 podem ser acoplados *image slicers* (de Bowen-Walraven).

A *echelle* desenvolvida para o UVES foi a maior rede monolítica até à data de construção. A importância deste desenvolvimento tecnológico residia no facto de se poder aumentar a resolução espectral até que as linhas de absorção estelar ficassem resolvidas no espectrógrafo. Decorridos alguns anos, à data de Dezembro de 2002, quando o espectrógrafo de alta precisão HARPS (High Accuracy Radial Velocity Planetary Search object) entrou em funcionamento no telescópio de 3,6 metros em La Silla (Chile), com o objectivo de encontrar planetas extrasolares, foi escolhida uma *echelle* igual á do UVES para equipá-lo (o que dá nota

da pertinência da sua utilização em observações que requerem extrema precisão espectroscópica).

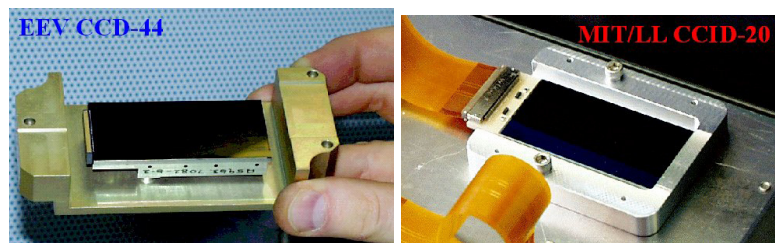


Figura 3.2: CCDs que equipam o detector do UVES, (Dorn et al., 2000).

O ruído de leitura é menor do que 2 electrões para o EEV e menos do que 3 para o MIT/LL, para uma velocidade de leitura de 50 Kpixel/s em cada porta. O sensor apresenta variações de linearidade abaixo de 1% pico-a-pico para um nível de *dark current* de 0,5 electrões/pixel/hora.

O CCD EEV tem uma capacidade de 225.000 electrões, com uma boa eficiência quântica na zona do ultravioleta; enquanto o dispositivo MIT tem uma capacidade de 130.000 electrões e apresenta uma óptima eficiência quântica na banda do infravermelho próximo.

O braço azul do UVES tem um detector composto por um único CCD (um EEV CCD-44). É necessário um campo óptico de 30,7 por 30,7 mm para efectuar as observações, de modo que é suficiente a janela gerada por este CCD (2048×3000 pixéis). Contudo, é necessário redimensionar a zona activa para as observações. As primeiras e as últimas 551 linhas são descartadas e somente as 3.000 linhas interiores estarão no modo *read out*. Estão também destacados 50 pixéis físicos para o pré-varrimento para cada porta de *output* do CCD.

No sistema do braço vermelho o campo óptico requerido é de 61,4 por 61,4 mm o que implica que todos os pixéis em ambos os CCDs estejam activos no modo *read out*. O MIT tem só 10 pixéis de pré-varrimento no registo de série, o que obriga a existirem 40 pixéis virtuais para que as imagens tenham o mesmo tamanho (as produzidas por cada um dos CCDs), dado que os dois CCDs estão sintonizados em paralelo (Dorn et al., 2000).

Cada um dos braços está equipado com duas redes dispersoras reflectindo na primeira ordem espectral; a separação das ordens tem um valor típico de 10 segundos de arco. O UVES está preparado para poder ser utilizado em conjunto com o espectrógrafo para objectos múltiplos: FLAMES (*Fibre Large Array Multi Element Spectrograph*), para isso está equipado com portas para oito fibras ópticas de 1 segundo de arco de diâmetro, seis para objectos e duas para leituras de céu, isto no braço vermelho.

Os aparelhos auxiliares que compõem o instrumento incluem lâmpadas de

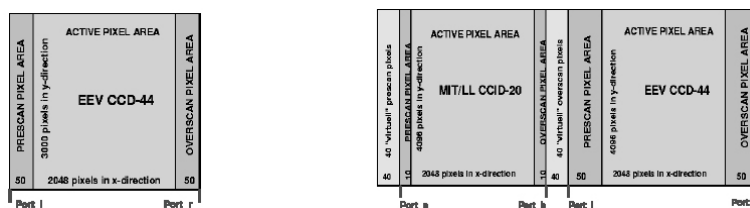


Figura 3.3: *Setup* das imagens para o CCD do braço azul e para os dois CCDs que compõem o mosaico do detector do braço vermelho (Dorn et al., 2000).

calibração, uma célula de iodo ( $I_2$ ) para os estudos de precisão de velocidades radiais, *image slicers*, um *derotator* de imagem, um despolarizador e um ADC (compensador de dispersão atmosférica).

Os CCDs usados em astronomia têm de ser arrefecidos para valores entre 140 e 160°K de modo a reduzir o ruído produzido nas observações pela *dark current* para valores negligíveis. Por essa razão os CCDs são montados em câmaras de vácuo arrefecidas, por sua vez, por azoto líquido. O arrefecimento e estabilidade térmica dos CCDs está assegurado por uma unidade criogénica que tem uma autonomia de, pelo menos, duas semanas. Este crióstato desenvolvido pelo ESO para este tipo de instrumentos baseia-se numa unidade criostática de fluxo contínuo (CFC), em que a unidade de reserva de fluido está separada dos elementos a arrefecer o que reduz, de maneira significativa, as dimensões do aparelho a acoplar directamente aos sensores, ver figura-3.4.

A variação da temperatura produz um efeito na variação dos desvios das riscas do espectro da lâmpada de calibração de Tório-Árgon (ThAr). As medições efectuadas conduzem a uma correspondência linear de elevada correlação para a dispersão dos pontos obtidos e apresentando um declive para a recta de regressão obtida de:  $\Delta X/\Delta T = 0,4 \text{ pixel}/^\circ\text{C}$ . Daqui se pode constatar a necessidade extrema de uma boa estabilização térmica do dispositivo de forma a se conseguirem resultados satisfatórios (ver figura-3.5). Com o isolamento térmico em que estão imersos as componentes do UVES, conseguiu-se um gradiente térmico residual de menos de 1°K para intervalos de 12 horas.

A eficiência de detecção constitui o parâmetro principal na avaliação da eficiência global de um instrumento em relação à sua capacidade de colectar dados científicos. O parâmetro que lhe sucede em importância é o tamanho da gama espectral coberta por uma única exposição. As duas configurações base do UVES cobrem as gamas espectrais de dos 90 nm ( $\lambda_{\text{central}} = 346 \text{ nm}$ ) + 200 nm ( $\lambda_{\text{central}} = 580 \text{ nm}$ ) e 100 nm ( $\lambda_{\text{central}} = 437 \text{ nm}$ ) + 400 nm ( $\lambda_{\text{central}} = 860 \text{ nm}$ ), isto para uma única exposição e respectivamente para cada braço. Note-se que os comprimentos abarcados não têm zonas de salto, à excepção dos 5-10 nm de perda na junção dos dois CCDs que compõem o mosaico do detector referente ao



Figura 3.4: Sistema criogénico de fluxo contínuo (CFC) que mantém os detectores arrefecidos através do fluxo contínuo de azoto líquido ( $77^{\circ}K$ ) que envolve os CCDs. Os CCDs usados em astronomia devem funcionar numa gama de temperaturas entre os  $140$  e os  $160^{\circ}K$  (Dorn et al., 2000).

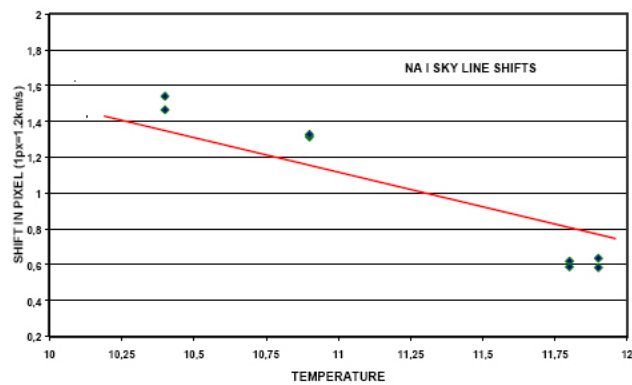


Figura 3.5: Estudo da relação entre a temperatura e os desvios espectrais (em pixéis) derivada da análise do espectro da lâmpada de Tório (D'Odorico et al., 2000).

braço vermelho.

Por outro lado, a densidade da informação captada depende da amostragem que é feita quer a nível espacial, quer a nível da direcção de dispersão do espectro. Para os valores típicos de resolução espectral do UVES com uma fenda de largura de cerca de 0,8 segundos de arco (resolução de cerca de 50.000), as riscas espectrais são amostradas por uma média de 4 pixéis no braço azul, e por uma média de 5 pixéis no braço vermelho. Ora esta elevada amostragem (quando comparada com instrumentos congéneres) constitui uma relevante vantagem para a redução de dados e para a subsequente análise científica do espectro.

A radiação do alvo captada pelo sistema é dispersa através dos vários elementos do detector, para as fontes de magnitudes débeis, o ruído do sinal é comparável ao ruído de *read-out* do detector e ao ruído de *dark current*. Uma vez que a razão sinal-ruído (S/N) aumenta com o quadrado do diâmetro do telescópio, torna-se muito relevante para o ganho o facto de se usar o VLT (Very Large Telescope) nestas observações.

No caso de se observarem objectos muito brilhantes, onde o ruído da estatística fotónica é preponderante face às outras fontes de ruído, a grande abertura do telescópio é ainda muito relevante para se conseguirem elevadas razões S/N, em tempos de integração razoavelmente curtos. Assim torna-se possível fazer o seguimento de variações espectrais de escala de tempo curta.

O sistema dos detectores ópticos do UVES utiliza o controlador de CCDs FIERA, protocolo *standard* do ESO.

É também pertinente para o eficaz funcionamento em elevada resolução deste aparelho contemplar uma extremamente rigorosa calibração em comprimento de onda e intensidade da radiação, assim como conseguir minimizar a quantidade de radiação difundida através dos elementos ópticos e mecânicos do espectrógrafo.

A eficiência do instrumento de espectroscopia de alta precisão depende, essencialmente de três factores: A resolução espectral (R), o fluxo medido (proporcional à área colectora do telescópio e por conseguinte função do seu diâmetro (S)) e a gama dos comprimentos de onda em estudo ( $\lambda$ ), vindo para o erro estimado da velocidade radial obtida (desvio padrão), (D’Odorico et al., 2000):

$$1/\sigma_{R_V} \propto S^{0.5} \lambda^{0.5} R^{0.5} \quad (3.1)$$

Repare-se que uma das formas de diminuir o erro da velocidade radial, mantendo o valor da resolução espectral (R), para uma certa gama de comprimentos de onda (que se pretende, como é claro pela fórmula, o mais amplo possível) é aumentar o diâmetro do telescópio colector (a menos que se use óptica adaptativa ou *image slicers*). Isto confirma o binómio UVES mais VLT como uma escolha instrumental acertada, para se atingir com eficácia o objectivo proposto de estudar as velocidades dos ventos na atmosfera do planeta Vénus.



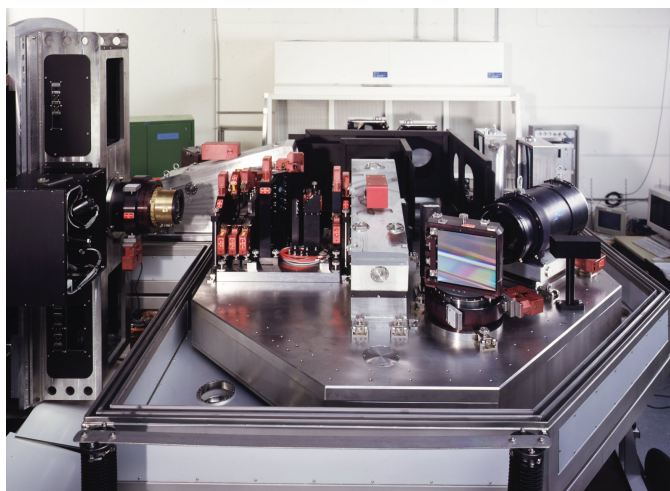


Figura 3.6: Montagem dos vários elementos do espectrógrafo UVES (imagem: *site* do ESO).

Por outro lado, o método mais directo para aumentar a resolução espectral ( $R$ ) seria, por sua vez, usar a maior *echelle* (de rede monolítica) possível, o que estava garantido, *a priori*, para o UVES com a *echelle* de topo construída de raiz para este projecto em termos de dimensão e de sofisticação tecnológica.

### 3.2.1 O percurso luminoso

A luz que entra no telescópio é fornecida a duas fendas de entrada diferentes através da utilização de dicróicos. A radiação é então dispersa por intermédio de duas redes *echelle*, uma em cada braço do aparelho, depois passa por um *crossdisperser*, depois a radiação é focada por câmaras dicróicas em detectores de CCD já descritos, quer o dispositivo de CCD único (EEV) do braço azul, quer no dispositivo em mosaico (EEV mais MIT) do braço vermelho.

Devido à grande largura da banda de comprimento de onda coberta pelo espectrógrafo é, praticamente, imprescindível a utilização do ADC (Corrector de Dispersão Atmosférica) do aparelho.

Em ambos os braços, os raios luminosos respectivos que entram no espectrógrafo são reflectidos por um espelho para os colimadores principais. Depois os raios vão sofrer a dispersão provocada pela *echelle* e mandados de volta para os colimadores. A fracção de luz que atinge os centros dos mosaicos da *echelle* (cerca de 1 por cento da radiação incidente) é reflectida para os sensores de exposição. Através dos colimadores de transferência e de espelhos para a dispersão intermédia os feixes de radiação vão embater nas unidades de dispersão (*cross dispersers*). A partir daqui o espectro *echelle* entra nas câmaras e é gravado nos

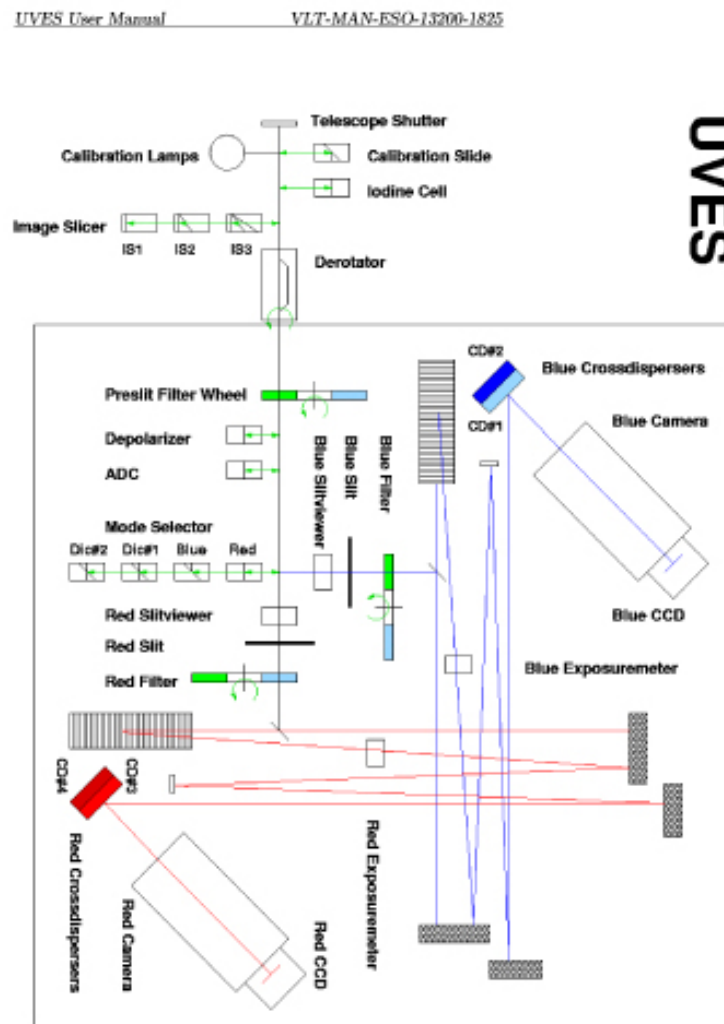


Figura 3.7: Caminho óptico do UVES desde a captação da radiação até à sua aquisição pelos CCDs do detector (Manual do UVES - *Paranal Science Operations*).

detectores de CCD.

O UVES utiliza um *derotator* de imagem (dispositivo óptico que faz uma rotação do campo segundo um ângulo, chamado ângulo de posição, de modo a alinhar o campo do telescópio com o eixo de rotação do planeta), que pode ser utilizado pelos dois braços do aparelho.

As unidades de fenda (*slit units*) do espectroscópio são compostas por duas lâminas de alumínio (*diamond machined*), são ajustáveis e proporcionam uma abertura de fenda espectroscópica desde os 0,15 aos 20 segundos de arco. O comprimento do dispositivo é de 30 segundos de arco. A verificação da guiagem do campo de aquisição é feito usando o *slit viewer* (câmara que "olha" para as lâminas da fenda espectral, proporcionando assim o visionamento do campo de observação) do telescópio UT2 (*Kueyen*) do VLT.

### 3.2.2 Desenho Opto-mecânico

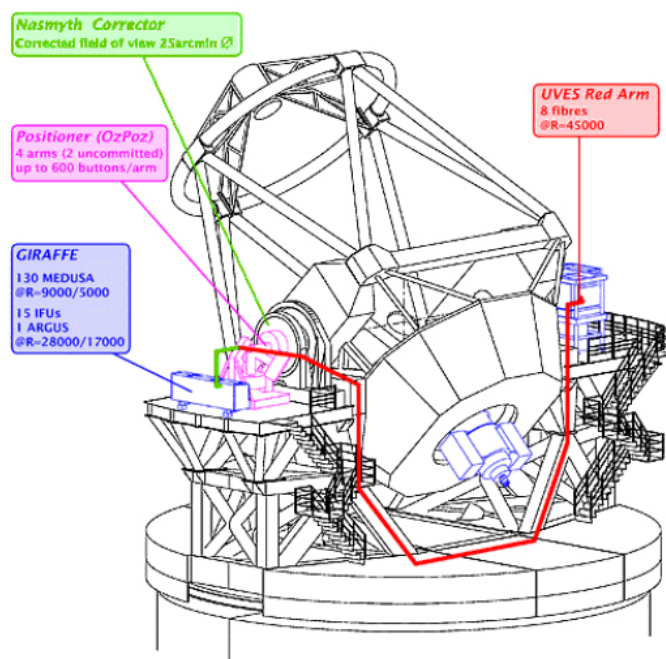


Figura 3.8: Instrumentos acoplados ao telescópio UT2 (*Kueyen*) do Very Large Telescope (VLT) em Paranal, Chile (esquema: *site* do ESO).

O instrumento consiste em duas partes principais: a primeira está montada no rotor, o qual permanece estacionário enquanto o adaptador do telescópio roda para acompanhar a movimentação no céu, do campo em estudo. Esta parte inclui o sistema de calibração, a célula de iodo removível, os *image slicers*, um *derotator*

óptico (instalado em permanência no feixe óptico). A segunda parte é composta pela *echelle* espectroscópica *cross disperser* de dois braços e está montada numa mesa de aço fixada à plataforma *Nasmyth* do telescópio.

Uma questão de extrema importância no projecto de construção do UVES foi a de aumentar a estabilidade opto-mecânica do espectrógrafo, de modo a controlar e a reduzir o mais possível as variações nos desvios dos espectros obtidos pelas duas principais fontes de perturbação: as variações de temperatura e as variações de pressão.

A mesa óptica que contém os elementos do detector tem um comprimento de 1,7 metros e é feita do composto *invar* (visto o coeficiente de dilatação do *invar* ser muito mais baixo do que o do aço) na plataforma *Nasmyth* do telescópio. Somente a unidade de calibração, o *derotator* da imagem e o *image slicer* estão colocados na área do rotor. Todos os outros elementos estão sobre a mesa óptica de modo a tornar mais acessível cada uma das partes e mais flexível operar o instrumento no seu todo.

O raio luminoso proveniente do telescópio está focado na entrada do braço vermelho, ou em alternativa é redireccionado para o braço azul através de um espelho.

Na plataforma, antes da fenda, estão vários componentes ópticos adicionais para poderem ser inseridos no raio óptico do telescópio segundo as directivas do utilizador. Lá encontramos o ADC (Compensador de Dispersão Atmosférica), um despolarizador, vários filtros.

O feixe óptico após sofrer a difracção da *echelle* é de 200 mm, os colimadores parabólicos (que estão fora do eixo) iluminam as redes da *echelle* de  $214 \times 840 \times 125\text{mm}$  (a maior concebida até à data) num ângulo aberto de  $76^\circ$ .

As perturbações impostas pelo meio ambiente foram acauteladas pela instalação do instrumento numa sala estilo *Coudé* de ambiente controlado, as componentes móveis no percurso óptico foram minimizadas ao extremo com a instalação fixa da maior parte dos componentes na plataforma *Nasmyth* do telescópio UT2 (*Kueyen*) do VLT. Para além das duas fendas do espectrógrafo, as únicas partes móveis encontradas no caminho óptico são o *cross disperser* e as câmaras.

### 3.2.3 Espectroscopia de precisão com o UVES

O UVES combina um óptimo equilíbrio entre resolução espectral e cobertura em comprimento de onda. Tal advém da versatilidade de opções de escolha entre os dois braços do espectrómetro e da utilização criteriosa dos *image slicers* e dos *cross dispersers*. O braço azul, que cobre os comprimentos de onda entre 0,3 e 0,5  $\mu\text{m}$ , tem uma resolução de 2 pixéis, acima dos 90.000. O braço vermelho, por sua vez, cobre a gama dos 0,42 até 1,1  $\mu\text{m}$  com uma resolução de 2 pixéis, acima dos 120.000 (Dekker et al., 2000).

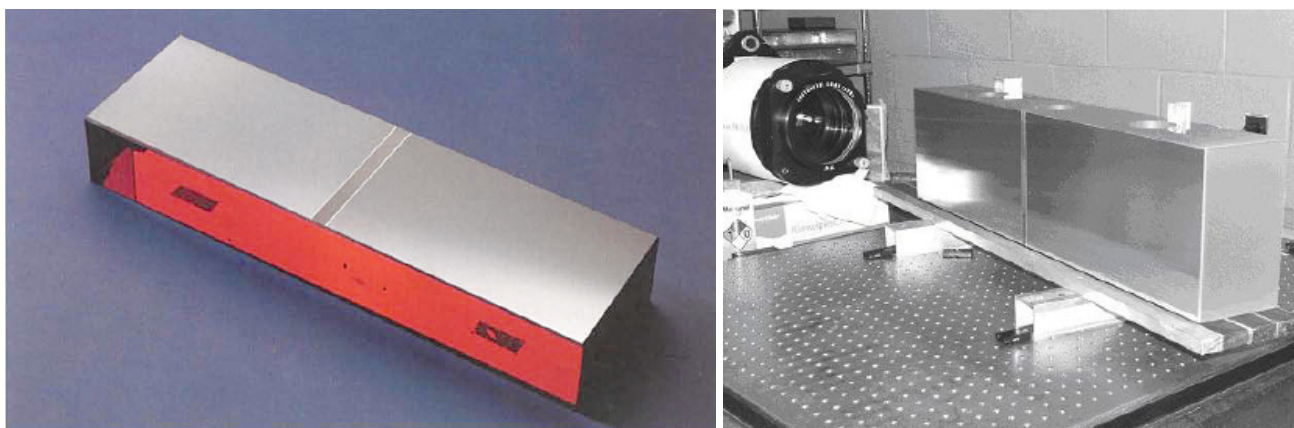


Figura 3.9: *Echelle* monolítica do UVES, concebida de raiz para este projecto. Este dispositivo constitui uma peça da mais elevada tecnologia e prestação no campo da espectroscopia de alta precisão, ao serviço da astronomia e astrofísica Dekker et al. (2000).

A resolução em comprimento de onda depende da largura da fenda. A figura-3.10 ilustra a dependência da resolução espectral em função da largura da fenda do espectrógrafo. Os resultados obtidos foram fruto da análise quantitativa efectuada no artigo de D’Odorico et al. (2000), em estudo feito para ambos os braços do espectrógrafo.

A escolha de dois tipos diferentes de CCDs no mosaico do braço vermelho do detector do espectrógrafo foi uma consequência directa de se querer utilizar o dispositivo de maior eficiência disponível para a banda do vermelho do formato espectral, ou seja o *chip* MIT/LL. A figura-3.11 mostra o resultado de medições de eficiência ao conjunto telescópio-instrumento-detector, tomado como um todo. As medições da eficiência foram efectuadas a partir de observações de duas estrelas *standard* e com abertura total das fendas e referem-se ao topo de cada ordem *echelle*.

É de salientar o salto de eficiência perto dos 860 nm, o que fica a dever-se à maior eficiência no vermelho do CCD MIT em relação à mesma zona do espectro para o EEV. A diminuição da eficiência na direcção dos ultravioletas extremos e para o vermelho longínquo deve-se, principalmente, à diminuição da eficiência dos CCDs.

A diferença medida para as duas estrelas evidencia a extrema precisão do aparelho. Com este nível de eficiências e com o poder colector de radiação por parte do telescópio de 8,2 metros UT2 do VLT, o UVES apresenta-se como um dos instrumentos de topo, dentro dos espectrógrafos de alta precisão acoplados a grandes telescópios (D’Odorico et al., 2000).

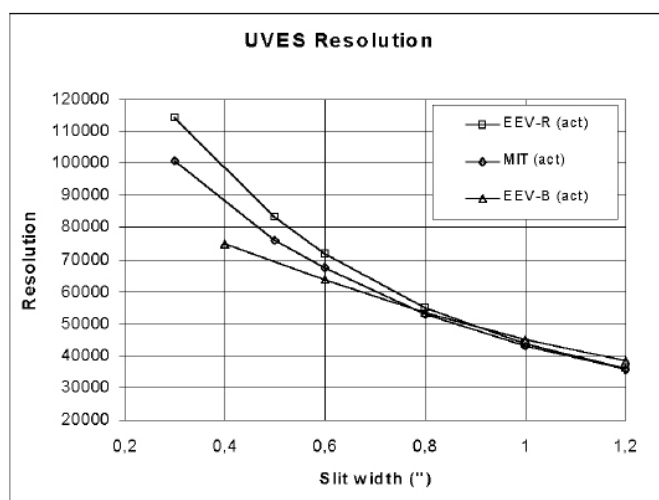


Figura 3.10: Resolução medida em função da largura da fenda, para o CCD do braço azul do detector (EEV-B) e para os dois CCDs que compõem o mosaico do detector do braço vermelho (EEV-R e MIT) (D'Odorico et al., 2000).

### 3.2.4 Calibração de precisão

Numa primeira abordagem da calibração em comprimento de onda é feita uma correspondência das posições das riscas no espectro obtido a partir da fonte e riscas de posição bem conhecida, captadas em espectros obtidos em exposições diurnas de calibração do comprimento de onda. Os desvios que pudessem existir entre o comprimento de onda das riscas no espectro da fonte alvo e as riscas de referência obtidas nesta primeira fase de calibração em comprimento de onda são denominados os *long term drifts* (desvios longos). Contudo essa aferição dos valores em comprimento de onda das riscas do espectro a reduzir, não é suficientemente precisa para se obter a precisão necessária a efectuar a espectroscopia de alta resolução necessária.

É feita, em seguida, uma afinação mais apurada da calibração em comprimento de onda de forma a eliminar os *drifts* desvios mais finos residuais. Para tal é utilizada, preferencialmente, a técnica de calibração do comprimento de onda denominada de referência simultânea de ThAr (Tório-Argon). Para as observações analisadas neste trabalho, foi feito o pedido específico de se realizarem observações de calibração de ThAr conjuntamente com os blocos de observações.

O UVES possibilita também a utilização do processo de calibração em comprimento de onda *Self Calibrating Technique*, com recurso à utilização de uma célula de absorção, composta por uma lâmpada de iodo (*Iodine Lamp*). Nesta técnica é sobreposto ao espectro do alvo (por exemplo o espectro de uma estrela em estudo) o espectro de absorção do iodo.

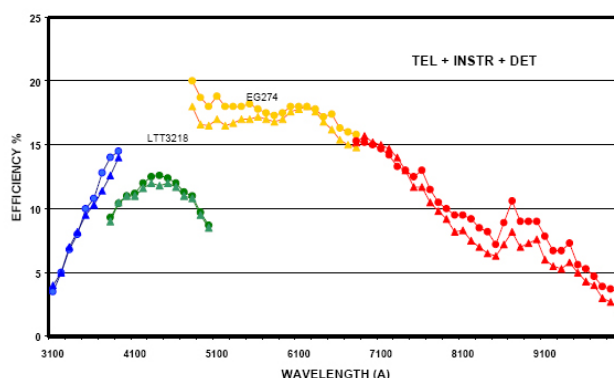


Figura 3.11: A eficiência do UVES, incluindo o telescópio, a partir de duas observações dicróicas de duas estrelas *standard*, as quatro zonas distintas correspondem às bandas espectrais dos CCDs (D’Odorico et al., 2000).

Este procedimento vai dotar o espectro em estudo de várias riscas de referência (riscas de absorção bem conhecidas do iodo). As limitações desta técnica assentam no facto de só cobrir a faixa dos comprimentos de onda entre os 500 nm e os 600 nm da gama do visível. Por outro lado como o espectro de absorção é construído a partir de radiação proveniente do alvo, isto poderá tornar-se num grave problema quando as fontes já são muito débeis, visto a célula de iodo chegar a absorver 50% da radiação incidente.

A técnica de referência simultânea já não "consome" radiação da fonte em estudo, pois o que faz é uma sobreposição do espectro do alvo com o de calibração. Outra vantagem é a gama dos comprimentos de onda cobertos, que neste caso estendem-se dos 380 aos 690 nm.

Esta técnica assenta na imposição de dois espectros simultâneos no detector, um com a radiação proveniente da fonte alvo e outro com o espectro de referência da lâmpada de Tório-Argon (que serviu para fazer a calibração no comprimento de onda), assim se houver um desvio instrumental durante o processo de medida, o padrão de referência varia da mesma maneira que aquilo que se pretende medir, (ambos os espectros são afectados da mesma maneira pelos desvios instrumentais). Esta técnica já era antes usada pelo espectrógrafo *Elodie* e hoje é usada por vários instrumentos de espectroscopia de alta resolução como é o caso do HARPS.

Esta técnica também tem a vantagem da elevada estabilidade óptica da fonte de calibração de ThAr. Possui uma alta eficiência óptica, pois requer menores tempos de exposição, permite uma fácil redução dos dados (quase em tempo real) e uma boa razão sinal/ruído (S/N).

Para se conseguir fazer medições dos ventos zonais (em Vénus) é necessário obter medições de velocidades radiais (RV) de elevada precisão. Para tal impõe-se a utilização de um espectrógrafo de alta precisão (como o UVES), uma janela

espectral muito larga, uma velocidade de referência muito estável (obtida pelos métodos de calibração explicitados), complementado por um eficaz processo de redução de dados (a ver no quinto capítulo desta tese). Estas técnicas são também usadas no exigente campo de investigação da busca de planetas extrasolares, visto também ser fundamental, nesse campo de investigação, obter a maior resolução espectral possível para o cálculo rigoroso das velocidades radiais.

No caso de estrelas muito fracas ou para campos extensos (como é o caso do estudo da atmosfera de Vénus), grandes espelhos para colectar a radiação proveniente da fonte alvo tornam-se fundamentais, para se conseguir uma melhor resolução espacial (caso da atmosfera de Vénus) ou melhor detecção (caso das fontes débeis). O que torna, nestes casos, o UVES como a melhor opção instrumental dada a sua associação ao VLT (possuidor de 4 telescópios de 8,2 metros que, para alguns tipos de observação, podem ser combinados no equivalente a um telescópio de 16 metros - o que não é o caso das observações espectroscópicas com o UVES, pois este instrumento só utiliza o telescópio UT2), enquanto o HARPS, por exemplo, pode ser preferencial no estudo de objectos individuais (caso da pesquisa de exoplanetas) devido à excelência da sua estabilidade opto-mecânica.

A combinação do telescópio e do instrumento (UVES e UT2 do VLT) resulta, assim, numa concatenação de qualidades que possibilita levar a cabo a proposta de trabalho, visto possuir as capacidades de observação necessárias a este projecto: elevada razão sinal-ruído (S/N) numa extensa região espectral, assim como alta resolução espacial.

O telescópio utilizado pelo HARPS, é o telescópio de 3,6 metros do ESO em La Silla (Chile). No caso da detecção de planetas extrasolares, as estrelas referenciadas para este estudo são, em geral, estrelas relativamente próximas (logo a detecção não deverá consistir, *a priori*, um problema fundamental). A optimização do cálculo de velocidades radiais para estrelas torna preferencial a estabilidade do instrumento, preterindo a necessidade de uma área colectora muito grande. É de realçar também que este instrumento foi desenhado para um objectivo muito concreto (a busca de exoplanetas), não tendo de modo nenhum a versatilidade que evidencia o UVES, fruto da enorme área colectora do VLT, das suas câmaras dicróicas direccionáveis e da sua enorme *échelle*.

O método das velocidades radiais (RV) limita-se a estabelecer a componente radial da velocidade, não sendo sensível a inclinações da órbita ou a componentes transversais da velocidade em relação à linha de mirada a partir do telescópio na superfície terrestre. Pelo exposto, as medições obtidas pelo nosso trabalho estabelecem, somente, a velocidade dos ventos zonais em Vénus afectada de um factor geométrico que terá que ser corrigido como é explicado no quinto capítulo.



### 3.3 O projecto de observação

Visto que a circulação do ar atmosférico induz na luz reflectida ou absorvida pelas moléculas que compõem essa atmosfera um desvio de comprimento de onda proporcional à velocidade do vento, aplicámos a técnica da velocimetria Doppler à radiação dispersa pela camada de nuvens de altitude (cerca dos 70 km de altitude), para estudar a distribuição latitudinal dos ventos nesta região do lado diurno do planeta.

Para sondar a camada de nuvens de Vénus vamos utilizar o método de acelerometria absoluta proposto por Connes (1985), descrito em detalhe no próximo capítulo. Este método foi já validado com sucesso pela sua aplicação a Io (Civeit et al., 2005), tendo sido posteriormente aplicado a Titã (Luz et al., 2005, 2006) (ver figura-3.12).

Os proponentes das observações que servem de base a este trabalho foram: D. Luz (CAAUL e Observatório de Paris), E. Lellouch (Observatório de Paris), T. Widemann (Observatório de Paris), O. Vitasse (ESA) e J.L. Bertaux (Service d'Aéronomie).

#### 3.3.1 Como foram efectuadas as observações

As observações decorreram no semestre codificado pelo ESO com o número 79. O primeiro bloco de observações decorreu em Maio de 2007 e o segundo em Junho e princípio de Julho do mesmo ano. As observações foram realizadas no modo de serviço (sem a presença dos proponentes do projecto de observação e levadas a cabo pelo *staff* do ESO segundo as directivas da proposta).

A pequena largura da fenda do UVES quando comparada com o tamanho do disco planetário de Vénus quando observado com o VLT permite fazer séries de observações para latitudes diferentes, ou variando a longitude de observação. Isto proporciona uma resolução espacial suficiente que depende da posição da fenda em relação ao disco.

Utilizaram-se dois tipos de alinhamento da fenda: o caso do alinhamento Norte-Sul da fenda permite observar simultaneamente diferentes círculos de latitude e assim deduzir os ventos meridionais. Quando a fenda é alinhada perpendicularmente ao eixo de rotação planetária, e visto que a informação espacial é guardada de forma instantânea ao longo da fenda, seria de esperar a observação, ao longo da dimensão espacial, de movimentos ondulatórios da atmosfera sobrepondo-se à componente zonal, que é constante ao longo dos círculos de latitude.

Na estratégia das observações, usou-se o *derotator* para alinhar a fenda com o eixo de rotação ou na perpendicular ao mesmo. Após realizar uma observação ao nível da região polar, a fenda foi deslocada (*offset*), paralelamente a si própria, de

uma pequena distância sobre o disco planetário e assim sucessivamente até atingir o outro pólo, realizando observações de ciência para cada posição da fenda (ver fig-3.12). Para cada uma dessas posições foi, também, adquirida uma imagem das lâminas da fenda (*slit viewer*). O UVES foi utilizado em dois modos diferentes de operação: no modo dicróico (utilização de ambos os braços do espectroscópio) do tipo 2, com comprimentos de onda centrais:  $\lambda = 437 + 860 \text{ nm}$ ; e no modo de braço vermelho a 580 nm, com o *Cross Disperser* CD #3 acoplado.

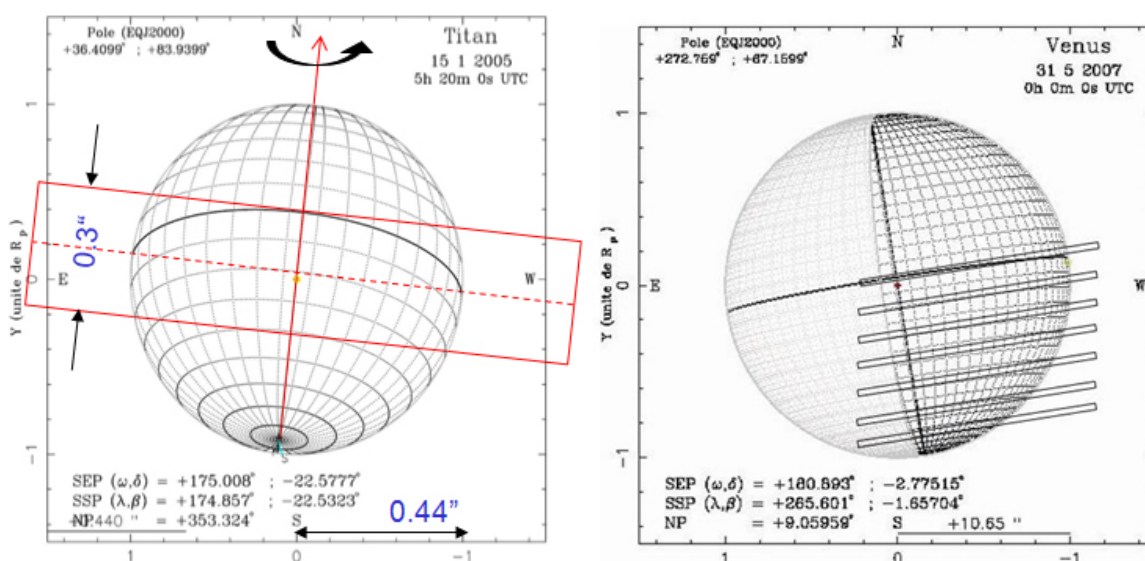


Figura 3.12: Na esquerda: Posição da fenda espectroscópica sobre o disco de Titã, em observações similares às de Vénus. É de salientar a maior abrangência do disco por parte da fenda em virtude do menor ângulo sólido do disco de Titã na esfera celeste para observações a partir da Terra, (Luz et al., 2005). Na direita: Posição da fenda sobre o disco planetário de Vénus (Luz et al., 2006-B).

Apesar do UVES disponibilizar um *pipeline* para a redução automática dos dados, optou-se por adaptar e utilizar o algoritmo de redução de dados já utilizado e testado por Civeit et al. (2005) e por Luz et al. (2005, 2006), na aplicação a Io e a Titã, respectivamente. Todos os procedimentos para a redução de dados exterior ao UVES serão alvo de análise detalhada no capítulo quinto desta tese.

Um esquema detalhado da posição da fenda sobre o disco para cada observação será apresentado no quinto capítulo deste trabalho, aquando da apresentação dos dados e resultados obtidos. A título exemplificativo, mas para a posição da fenda perpendicular ao eixo de rotação está patente na figura-3.12.

As estimativas do tempo de observação e da razão sinal-ruído foram feitas usando o calculador de tempos de exposição do instrumento (UVES ETC). Foi feito um pedido de calibração especial materializado na realização de exposições

adicionais da lâmpada de ThAr, dada a necessidade peremptória de precisão na calibração dos comprimentos de onda para a determinação das velocidades radiais. A magnitude de Vénus nesse período era de  $1.52 \text{ arcsec}^{-2}$ .

Os tempos de exposição foram de 1 segundo para as observações de ciência com o braço vermelho do espectrógrafo (0,5 segundos para as observações com o braço azul no modo dicróico). Foi também obtida uma exposição de calibração com a duração de 15 segundos.

Visto Vénus estar sempre muito baixo no horizonte, o tempo de observabilidade no período em consideração está limitado a cerca de 1 hora por dia, entre o crepúsculo e a observação atingir o nível máximo de *airmass* aconselhável. Assim cada bloco de exposições teve de ser dividido em dois, um para o hemisfério Norte e outro para o Sul, cada um executando 7-8 *offsets*.

### 3.3.2 Os dados obtidos

Foram utilizados para este trabalho os blocos de observações referentes ao hemisfério diurno. O primeiro bloco de observações data de 24/05/2007. A fenda, de comprimento fixado em 20 arcsec e largura fixada em 0,3 arcsec para as observações no braço vermelho e 0,4 arcsec no braço azul (modo dicróico), foi colocada paralelamente ao eixo de rotação do planeta Vénus e numa posição inicial sobre o eixo. O ângulo de posição (*Position Angle -PA*) em relação à direcção Norte era de  $7,82^\circ$ .

O *seeing* no início das observações era de 1,2 e a transparência do céu estava descrita como céu limpo. A *airmass* era de 3,00 e a fracção de iluminação da Lua era de 1,00. A Lua encontrava-se a uma distância angular de  $30^\circ$ . A *airmass* mede o caminho óptico que a radiação proveniente de um alvo celeste tem de atravessar através da atmosfera terrestre. Claro que a luz proveniente do alvo será atenuada pela dispersão e absorção atmosféricas até atingir o telescópio no solo. Este efeito é proporcional à espessura da atmosfera a ser atravessada pela radiação, e por conseguinte é mais significativo quando o alvo se encontra baixo no horizonte.

A cada bloco de observações foi associado um identificador numérico que utilizarei ao longo do trabalho para os referenciar. O código do primeiro bloco de observações efectuadas foi: OB Id = 267379 (ver tabela-3.1). O UVES foi utilizado no modo de braço vermelho, com o comprimento de onda central nos 580 nm. Foi utilizado o *derotator* no modo automático, para corrigir a posição da fenda com o eixo de rotação do planeta, de forma haver um alinhamento perfeito entre as sucessivas posições da fenda e o eixo do planeta (ou no caso das observações ao longo das latitudes, haver uma perpendicularidade exacta entre a fenda e o eixo de rotação), assim como o ADC. As observações foram realizadas com um filtro ND3 colocado antes da fenda (para prevenir a saturação do detector, dado o brilho intenso que Vénus apresentava nas datas de observação) e o filtro

vermelho SHP700. Usou-se o *Cross Disperser*: CD # 3.

A fonte alvo foi seleccionada para o tipo extenso. Para cada posição em longitude da fenda sobre o disco foram seleccionadas duas posições, uma mais a Norte e outra mais a Sul (*offsets*), para cada *offset* foram feitas três exposições. Depois a fenda foi transferida para a nova posição e assim sucessivamente. Para este bloco de observações a fenda foi colocada num total de 5 posições diferentes, obtendo-se 15 observações de ciência (ver figura-3.12).

Devido ao tempo de realização das observações ter excedido o tempo previsto no projecto, Vénus ficou demasiado baixo no horizonte o que levou a que este conjunto de observações viesse a ser repetido no dia 26/05/2007.

O bloco de observações com o identificador OB Id = 267376, de 27/05/2007, foi realizado com uma estrutura semelhante ao anterior, também com o braço vermelho do espectrógrafo.

O UVES foi também utilizado no modo dicróico 2 e foram efectuadas observações simultâneas no braço azul e vermelho do espectrógrafo. O comprimento de onda central foi de 437+860 nm. A fenda esteve sempre em posições paralelas ao eixo de rotação do planeta para todos os blocos de observação efectuados no modo dicróico ( bloco 267377, de 27/05/2007; bloco 267378, de 24 e 26 de Maio de 2007 - a repetição destas observações ficou a dever-se à mesma situação do bloco 267379 do braço vermelho).

Quanto às observações do bloco 267374, de 04/06/2007, a fenda estava na perpendicular ao eixo de rotação do planeta e foram feitos *offsets* ao longo das latitudes como exemplifica a figura-3.12.

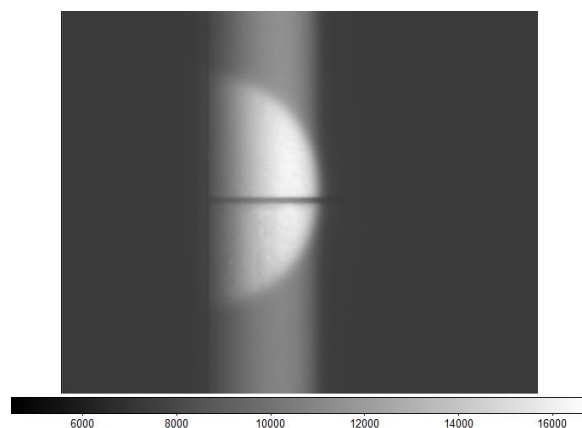


Figura 3.13: Imagem do *slit viewer*, com a posição da fenda sobre o disco planetário de Vénus, exemplificando um dos *offsets*.

Além da imagem de fenda (*slit viewer*) que nos dá a posição da fenda sobre o disco planetário, ver figura-3.13, foram produzidos ficheiros de ciência no for-

mato FITS, com as várias ordens espectrais como mostra a figura-3.14. Para além disso foram produzidos ficheiros de calibração de *Flat Field e Bias* assim como para a calibração do comprimento de onda (ThAr) e para a definição das ordens espectrais (*Order definition frame*). Todos estes ficheiros irão ser utilizados na redução dos dados em processo descrito em detalhe adiante.

Cada *pixel* tem o tamanho de  $15\mu\text{m}$ , o que corresponde a  $0,215 \text{ arcsec}$  ( $\pm 20\%$ ), ou  $0,25$  se se usar *cross disperser* CD #2, no braço azul e a  $0,155 \text{ arcsec}$  ( $\pm 20\%$ ) no braço vermelho, ou no caso de se usar o *cross disperser* CD #3:  $0,18 \text{ arcsec}$ .

A separação dos centros das ordens é de 10 segundos de arco no braço azul ( $40 \text{ pixéis}$ ) e é de 9 segundos de arco no braço vermelho ( $51 \text{ pixéis}$ ).



Figura 3.14: Imagem com as várias ordens espectrais obtida com o braço azul do espectrógrafo UVES. Notar as inúmeras riscas de absorção de Fraunhofer do Sol ao longo das ordens espectrais.

O número de ordens obtidas foi de 16 para o MIT e 23 para o EEV no braço vermelho do espectrógrafo. No modo dicróico 2, braço azul o CCD EEV apresenta 21 ordens espectrais. Em ambos os CCDs do detector (EEV e MIT) as primeiras 50 linhas de cima e de baixo da imagem do *echelograma* são cortadas.

### 3.3.3 Problemas que afectaram as observações

As observações efectuadas a 04/06/2007 foram perturbadas pelo aparecimento de nuvens que retiraram visibilidade ao alvo até o bloquearem completamente. Estas observações não foram, contudo, repetidas. O bloco de observações que sofreu este contratempo atmosférico continha a sequência de *offsets* da fenda espectrográfica em posições perpendiculares ao eixo de rotação. Infelizmente era o único bloco com a posição na perpendicular.

Outra questão que afectou a sequência e boa qualidade das observações reside no facto da elongação de Vénus ser sempre muito pequena a partir da Terra, ou seja está sempre muito baixo e próximo do horizonte no céu. Devido a isto permanece muito pouco tempo, por noite, em condições de observação (cerca de 1 hora), logo qualquer atraso nos procedimentos ou torna impossível toda a sequência das observações, ou algumas delas serão feitas com Vénus já muito baixo no horizonte, e por conseguinte com um nível de *airmass* demasiado alto para se obter boas imagens. Ora foi exactamente isso que aconteceu ao bloco de observações efectuadas a 24/05/2007 tanto do braço vermelho como do braço azul (modo dicróico 2), por isso tiveram que ser repetidas a 26/05/2007.

Do total de tempo pedido ao ESO apenas uma parte foi executado, o que se reflectiu na não realização da maioria das observações programadas com a fenda espectroscópica na perpendicular ao eixo de rotação do planeta (ao longo das latitudes). Este facto limitou o estudo de algumas das linhas de investigação pretendidas.



# Capítulo 4

## Método de redução de dados

### 4.1 Base teórica

Este trabalho centra-se na medição de ventos planetários usando espectroscopia de alta resolução na banda do visível.

O conhecimento dos ventos é muito importante para se compreender a dinâmica da atmosfera, a sua energética e interpretar a sua composição. O nosso objectivo é contribuir para aumentar o conhecimento sobre a dinâmica da atmosfera de Vénus, nomeadamente os ventos zonais que a mantêm num estado de super-rotação. Para isso é necessário determinar com precisão a velocidade e a direcção do vento no lado diurno do planeta a fim de caracterizar a sua magnitude e variação latitudinal. Uma vez que uma atmosfera em rotação e iluminada pelo Sol induz um desvio Doppler na luz solar reflectida pelas nuvens.

Este capítulo descreve o processamento das imagens e dos dados obtidos nas observações efectuadas, pelos métodos implementados no pacote de rotinas de programação usado na análise dos dados.

#### 4.1.1 Metodologia

Visto que a velocidade dos ventos planetários induz no espectro solar um desvio Doppler menor do que a largura das riscas solares é imprescindível realizar medições do efeito Doppler de elevada precisão. Para isso vamos usar o algoritmo proposto por Pierre Connes em 1985, o método de acelerometria astronómica absoluta (Connes, 1985). Este método consiste numa técnica optimizada que utiliza simultaneamente toda a informação espectral disponível, em vez de se basear no desvio de riscas individuais.

Se fosse utilizado o desvio Doppler de riscas individuais para o utilizar depois no processo *standard* de cálculo de velocidades radiais baseado no efeito Doppler,



viria:

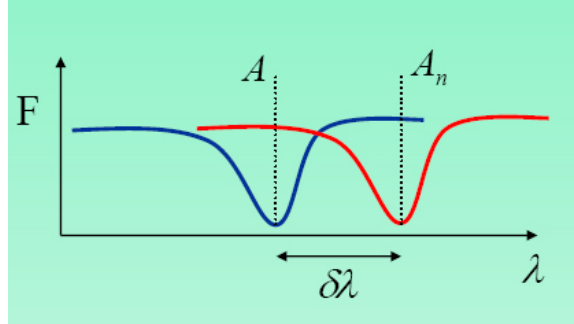


Figura 4.1: Algoritmo para obtenção da velocidade radial utilizando para isso somente o desvio de uma única risca espectral (Luz et al., 2009).

$$\frac{\delta V_n}{c} = \frac{\delta \lambda}{\lambda} \quad (4.1)$$

$$A_n - A \approx \frac{\partial A}{\partial \lambda} \delta \lambda \quad (4.2)$$

Da equação geral para o desvio Doppler e da aproximação de Taylor de primeira ordem (equações: 4.1 e 4.2) vem então:

$$\frac{\delta V_n}{c} = \frac{A_n - A}{\lambda \frac{\partial A}{\partial \lambda}} \quad (4.3)$$

A utilização desta técnica de cálculo de velocidades radiais a partir do desvio Doppler de riscas individuais, requer uma resolução da ordem de  $10^6$  para a obtenção de velocidades com a precisão necessária para o estudo dos ventos em Vénus. Ora isto é, de momento, inatingível com os instrumentos astronômicos disponíveis.

Como vamos mostrar em seguida, o método de Connes (1985) pressupõe uma resolução muito menor (cerca de  $R=100000$ ) para atingir uma precisão na medição das velocidades radiais da ordem de 1 m/s.

A princípio este método foi essencialmente utilizado no âmbito de estudos estelares, mas a breve trecho começou a ser utilizado em estudos planetários, nomeadamente no estudo dos movimentos e circulação das atmosferas planetárias (Civeit et al., 2005; Luz et al., 2005, 2006).

A técnica de Connes já foi utilizada, com sucesso, na detecção da primeira evidência de modos de oscilação em estrelas do tipo solar (Martic et al., 1999) usando o espectrógrafo de *echelle Elodie* alimentado por fibras ópticas. Por outro lado, a sua aplicabilidade ao estudo de ventos planetários foi demonstrada por

Martic et al. (2001) no estudo da atmosfera de Vénus (também com o espectrógrafo *Elodie*) em que foi medido um vento retrógrado de cerca de 100 m/s. Outra confirmação da eficiência desta técnica na obtenção de valores da velocidade dos ventos nas atmosferas planetárias, são os resultados obtidos por Luz et al. (2005, 2006) em estudos sobre a atmosfera do satélite de Saturno, Titã e dos ventos de Saturno (Luz et al., 2006).

O desvio Doppler induzido na luz solar reflectida depende, quer do movimento orbital do planeta em relação à Terra e ao Sol, quer do movimento de rotação da sua atmosfera (combinação da rotação do planeta e do vento).

O desvio Doppler imposto, na radiação reflectida, pelo movimento orbital do planeta é constante para todo o corpo, visto tratar-se do movimento de um corpo rígido. Assim, a detecção do efeito Doppler relativo entre duas zonas da atmosfera, observadas simultaneamente, permite a medição do desvio Doppler induzido somente pela rotação, a partir do desvio diferencial das riscas nos dois espectros obtidos.

Depois, a velocidade do vento será derivada a partir da subtracção ao valor obtido pelo processo espectroscópico da velocidade de rotação do planeta (conhecida a partir de outros métodos de análise astronómica).

Para ângulos de fase pequenos, assumindo que a velocidade rotacional é puramente zonal e depende exclusivamente da latitude, então o desvio Doppler deverá ser máximo no *limbo* do planeta e para as latitudes altas (isto na situação ideal do observador se encontrar no infinito); por outro lado, o seu valor deve ser mínimo na região equatorial atingindo o valor nulo no ponto subsolar.

Dado que a ordem de grandeza do vento planetário é da centena de metros por segundo, não é possível a detecção do desvio Doppler em riscas individuais do espectro solar, visto tal requerer uma resolução espectral maior do que 2 milhões, ou seja muito para além da capacidade máxima de qualquer espectrógrafo existente).

Hoje já existem espectrómetros de alta resolução que apresentam uma resolução espectral máxima na ordem dos 100.000 (como é o caso do HIRES, UVES e HARPS). Para esta resolução as riscas solares (cuja largura anda à volta dos 150 mÅ) já se encontram bem resolvidas. Assim, o largo campo espectral coberto pelo instrumento (no nosso caso o UVES) e por conseguinte as várias riscas espectrais que o compõem, podem ser utilizadas para a aplicação do método da Acelerometria Absoluta de Connes (1985). Como vamos ver de seguida, este algoritmo permite, obter medições de desvios Doppler muito mais pequenos do que a largura da risca (apesar da limitação imposta pelo ruído fotónico), podendo atingir uma precisão de alguns m/s.

Os espectrógrafos em *echelle* são adequados para a utilização desta técnica porque estendem muito o espectro e assim é possível atingir resoluções espectrais muito mais elevadas.

A fenda de abertura do espectrómetro pode ser alinhada com o equador do

planeta, perpendicularmente ao eixo de rotação, ou a uma dada latitude que pode ser calculada e imposta pela colocação adequada da fenda sobre o disco planetário.

Diminuindo a largura da fenda espectral, consegue-se incrementar a resolução espectral e reduz-se a banda de latitudes observada (para a posição da fenda perpendicular ao eixo de rotação do planeta), mas isto tem a consequência negativa para as observações de diminuir o fluxo de radiação captado pelo aparelho.

Então toda a imagem é dispersada pela rede *echelle* que constrói uma sequência de imagens monocromáticas da fenda, sendo o conjunto dessas imagens denominado o *echellograma*. Esta imagem global é gravada na matriz de pixéis do detector. Assim, cada região da imagem da fenda (cada região da atmosfera do planeta ao longo da fenda), apresenta o seu próprio espectro.

É de salientar que este passo do processo requer uma extracção bidimensional de alta precisão. Ora isto não é feito com suficiente rigor e precisão, para o trabalho em curso, pelo *pipeline standard* de redução de dados do UVES, como se pode constatar nas especificações do relatório de controle de qualidade do UVES, disponível para consulta no *site* de internet do ESO e que se podem encontrar em <http://www.eso.org>.

Finalmente, a velocidade rotacional é obtida a partir do conjunto de medidas de desvios Doppler, tendo em conta a geometria específica das observações. Para pequenos ângulos de fase o efeito é máximo no limbo e as medidas dos desvios são simétricas em relação ao centro do planeta (Civeit et al., 2005).

Após a obtenção do *echellograma* procede-se à aplicação do algoritmo proposto por Connes. O objectivo essencial da aplicação deste procedimento é atingir uma resolução equivalente à escala do sub-pixel na identificação das riscas espectrais (Civeit et al., 2005).

As imagens obtidas pelo espectrógrafo e guardadas na matriz dos detectores (CCDs) sofrem um tratamento preliminar em que são cortadas algumas regiões indesejáveis da imagem do *echellograma* (devido a efeitos de bordo ou a regiões danificadas nos CCDs).

Por outro lado, a imagem é rodada de modo a alinhar a sequência das ordens com os eixos da imagem. Cada espectro monocromático fica disposto na imagem, de modo ao comprimento de onda crescer da esquerda para a direita e a direcção da *cross dispersion* ser de baixo para cima.

Considerando que há sobreposição entre ordens adjacentes de alguns nanómetros e que a razão Sinal/Ruído (S/N) é muito baixa no princípio das ordens, foram rejeitados cerca de 10% do espectro de cada ordem.

A intensidade é convertida de ADU (Analog Digital Unit) para fotoelectrões, usando o valor de ganho na conversão (de cerca de  $1,5 e^-/ADU$  no caso do CCD MIT do braço vermelho do espectrógrafo).

Para construir o mapa da localização das ordens é preciso ter em atenção, antes de mais, que as ordens espectrais da *echelle* estão encurvadas, quer na direcção de

dispersão, quer na direcção de *cross dispersion*.

A inclinação da imagem espectral é de alguns graus. Quanto à curvatura da imagem de fenda, esta é de cerca de um grau (correspondente a cerca de 1000 m/s) nos extremos da ordem espectral (Ballester e Rosa, 1997). Impõe-se então fazer uma correcção da curvatura com uma sensibilidade menor do que um pixel.

O passo seguinte consiste em determinar a curvatura das ordens na imagem espectral do *echellograma* e a proceder à localização das ordens (figura-4.2). O método consiste em quatro passos fundamentais:

1. Primeiro o algoritmo procura na imagem *Order Definition Frame* (ODF) máximos de gradiente da intensidade ao longo da direcção de *cross dispersion* e devolve uma imagem "máscara" em que nas ocorrências dos máximos há uma substituição binária pelo valor um.
2. Depois é aplicada a transformada de Radon aos pontos da "máscara" (a transformada de Radon a duas dimensões produz a projecção da intensidade da imagem ao longo da linha orientada para um ângulo específico), o seu resultado é máximo quando a linha de projecção está alinhada com uma das ordens espectroscópicas. As coordenadas das linhas de projecção são usadas como ponto de partida para estabelecer os pontos a metade da intensidade máxima (filtro para amostrar os pixéis "dentro" da ordem) e que vai estimar, para cada imagem de fenda monocromática, o topo da ordem (perfil espacial). A estimativa do pico da risca é feita com base na média das posições dos pixéis com intensidade maior do que o limiar do filtro estabelecido no ponto anterior. O perfil espacial é ajustado a uma gaussiana e será caracterizado pela sua largura a meia altura (FWHM).
3. É definido o centro da imagem do objecto, no pixel onde a intensidade da imagem de fenda é máxima. Note-se que é comum que o centro da imagem de fenda, não coincida com o centro da imagem do objecto em estudo. Por essa razão, o mapeamento da localização das ordens deve ser estabelecida a partir de uma imagem de ciência e não a partir de uma imagem da definição das ordens.
4. Por fim, para cada ordem o conjunto de centros do perfil espacial é ajustado por um polinómio, obtendo-se assim uma linha polinomial de localização dos centros das ordens (ver figura-4.3).

Tanto as imagens de ciência, como as imagens de *flat fields* precisam ser corrigidas da luz difundida no instrumento e da emissão de fundo do céu. Como a imagem espectral, ela própria, já inclui a emissão do fundo, pode-se fazer uma

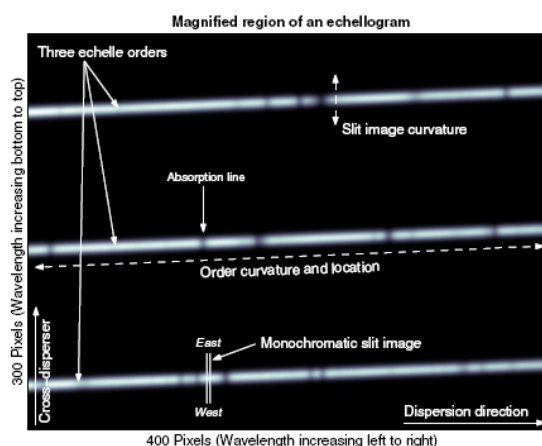


Figura 4.2: Cada ordem é uma imagem espectral que resulta de uma sequência de imagens de fenda monocromáticas (Civeit et al., 2005).

medição na zona entre as ordens espectrais, pois a leitura estará imbuída da radiação difundida e da emissão de céu. Essa medição servirá para obter uma estimativa dessa contaminação de fundo.

Utiliza-se o algoritmo de Piskunov e Valenti (2002) para calcular uma estimativa da radiação do fundo na zona inter-ordens no *echellograma*. Ao longo das colunas (direcção de *cross dispersion*) são calculadas medianas dos valores da intensidade da radiação, tanto acima como abaixo da ordem espectral. O conjunto de valores do fundo, assim obtido, é filtrado na direcção de dispersão através de uma convolução com uma função gaussiana de "pequeno" desvio padrão. Depois é usada interpolação linear na direcção de *cross dispersion*, para estimar a componente de luz difundida na imagem espectral.

### Extracção espectral

Para cada ordem é extraído um espectro bidimensional do *echellograma*, usando para esse efeito a leitura do valor da intensidade da imagem espectral em ambos os lados dos centros de imagem do objecto (os quais foram previamente determinados).

Devido à inclinação em alguns graus das ordens espectrais (inerente ao instrumento), a extracção do valor do "pixel mais próximo" detectado, pode conduzir a quebras periódicas no espectro, correspondendo a um salto para outra "linha" espectral no *echellograma*. Este efeito foi testado por Civeit et al. (2005), através de análise de Fourier e obteve-se que o período das interrupções iguala a cotangente do declive das ordens espectrais (no caso da inclinação ser de  $2^\circ$ , como

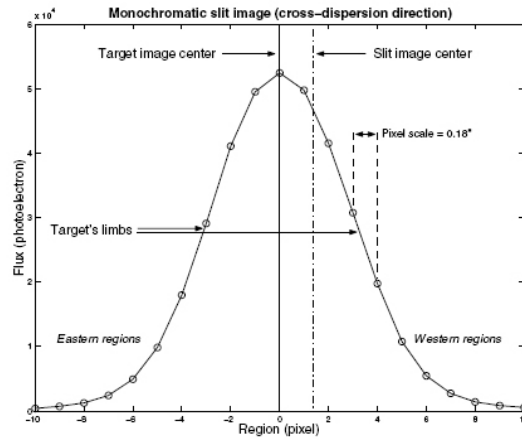


Figura 4.3: Perfil espacial de uma ordem espectral no *echellograma* das observações de Io. É de notar a semelhança com uma função gaussiana (Civeit et al., 2005).

no caso de Io, o período das interrupções é de cerca de 30 pixéis).

Para evitar este percalço, e de forma a manter fina a estimativa do centro da imagem do objecto, o algoritmo de extracção das ordens realiza uma interpolação dos valores do espectro. O tipo de interpolação depende do perfil espacial, que por sua vez depende da fonte e da dimensão da fenda.

Com o intuito de corrigir a dependência na eficiência quântica dos diferentes pixéis dos CCDs, cada espectro obtido a partir dos ficheiros de ciência é "dividido" pelo espectro de *flat field* (depois de ambos terem sido corrigidos da luz difusa).

Visto o algoritmo de Connes (1985) ser uma técnica que calcula o desvio Doppler para todos os comprimentos de onda na janela de observação (i.e., para cada pixel) torna-se inútil, para esta técnica, a fusão de diferentes espectros, facto que não aumentaria a resolução e, antes pelo contrário, levaria a perda de informação devido à possível sobreposição de fotões de ordens adjacentes apesar destas serem independentes umas das outras.

### Medição do desvio Doppler

Graças à pesquisa de exoplanetas e de sismologia estelar os métodos e procedimentos que visam a obtenção de velocidades radiais (RV) desenvolveram-se de modo a melhorar de forma considerável a sua precisão.

Os métodos existentes dependem, por um lado, da técnica de calibração em comprimento de onda utilizada, e por outro, no método usado para estimar a variação da velocidade.

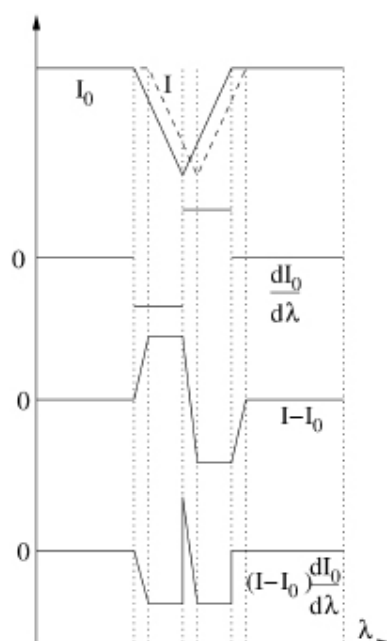


Figura 4.4: Esquema do processo de medição para o caso do ruído ser puramente fotônico (Luz et al., 2005).

O espectro de calibração pode ser obtido, quer separadamente do espectro do alvo (mas simultaneamente à observação), quer sobreposto ao espectro do alvo por colocação de uma lâmpada de iodo no trajecto óptico do instrumento (antes da fenda do espectroscópio).

Neste trabalho as variações de velocidade vão ser calculadas através da aplicação do método proposto por Connes (1985), baseado no cálculo de pesos optimizados para os vários pixéis ao longo do espectro. Há outros métodos alternativos ao escolhido, como seja o método da correlação cruzada ou o método proposto por Chelli (2000) de análise no espaço espectral de Fourier.

Foi feita uma comparação entre estes métodos por Bouchy et al. (2001) e foi estabelecido por esse estudo que o método dos pesos optimizados era 1,6 vezes, mais eficiente do que o método da correlação cruzada (método de Monte Carlo para simulação do ruído). Também foi comparada a medição da incerteza no cálculo da velocidade, usando a lâmpada de iodo e o método de calibração separada, tendo-se constatado que a incerteza na técnica da lâmpada de iodo era 2 a 2,4 vezes maior do que no outro método.

Com base nestas conclusões, tornou-se claro que a preferência do algoritmo a utilizar iria para o de Connes (1985), enquanto a técnica de calibração em comprimento de onda contemplaria a que usava a lâmpada de Tório-Argon (ThAr). A

exposição com a lâmpada ThAr deveria ser obtida imediatamente antes de cada exposição do alvo (visto o UVES não permitir a obtenção simultânea de dois espectros, excepto no caso da lâmpada de iodo).

### Descrição do algoritmo de Connes

A técnica de Connes usa toda a informação espectral disponível, para assim poder calcular desvios Doppler muito mais pequenos do que a largura das riscas espectrais. Vamos agora enumerar os diversos passos que descrevem este algoritmo:

1. Vamos usar como ponto de partida um espectro de referência digitalizado e calibrado, vamos supor que este foi obtido em condições ideais e por conseguinte, sem ruído.
2. Para cada pixel  $i$ , ao longo da direcção de dispersão, a intensidade  $I_o(i)$  e o comprimento de onda  $\lambda(i)$  são conhecidos.
3. Vamos considerar agora o mesmo espectro ligeiramente desviado e com a intensidade em função do pixel dada por:  $I(i)$  (figura-4.4).
4. Vamos também admitir que o desvio Doppler ( $\delta\lambda$ ) é pequeno quando comparado com a largura da risca. Então, vem para a variação da velocidade ( $\delta v$ ) obtida no pixel  $i$ :

$$\delta v_i = \frac{c}{\lambda(i)} \delta \lambda_i = \frac{I(i) - I_o(i)}{\frac{\lambda(i)}{c} \left( \frac{\partial I_o}{\partial \lambda} \right)_{\lambda=\lambda(i)}} \quad (4.4)$$

5. Como podemos constatar, neste algoritmo, a velocidade é medida com base na variação da intensidade das riscas ao longo do espectro. Com o intuito de aumentar a sensibilidade da medida é utilizada toda a banda espectral registada.

Para cada comprimento de onda  $\lambda(i)$  (i.e., para todos os pixéis) é somada a sua contribuição, afectada de um factor de peso "otimizado"  $\omega_i$ , esse peso é, por sua vez, igual ao inverso da variância do respectivo  $\delta v_i$ . Então vem:

$$\delta v = \frac{\sum \delta v_i \omega_i}{\sum \omega_i} \quad \text{onde} \quad \omega_i = \frac{1}{\sigma[\delta v_i]^2} \quad (4.5)$$

6. É de salientar que o espectro extraído de uma região  $r$ , ao longo da fenda,  $\bar{I}(i,r)$ , tem um nível contínuo menor do que o espectro do centro do planeta, assim sendo vamos ter que normalizar o conjunto dos espectros de modo a obter:



$$I(i, r) \sim I_o(i) = K(r) \times \bar{I}(i, r) \quad (4.6)$$

7. Para cada ordem, a função de normalização  $K(r)$  é igual ao inverso do perfil espacial médio. É possível mostrar que o peso óptimo para o espectro extraído da região  $r$ , vem:

$$\omega_i = \frac{\left(\frac{\lambda(i)}{c}\right)^2 \left(\frac{\partial I_o}{\partial \lambda}\right)^2_{\lambda=\lambda(i)}}{(1 + K(r))I_o(i) + K^2(r)B(i) + (1 + K^2(r))\sigma_R} \quad (4.7)$$

Onde  $B(i)$  é a intensidade da radiação do fundo estimada para o pixel  $i$  e  $\sigma_R$  é o ruído de leitura do detector.

Considera-se que o espectro de referência e o espectro "desviado" têm ruído, ruído esse que advém do detector (desprezável) e do ruído fotónico (igual à raiz da intensidade dos fotoelectrões).

8. No passo anterior (equação-4.7), como  $I$  e  $I_o$  têm o mesmo nível de intensidade e como o desvio Doppler é "pequeno", podemos fazer, sem grande dano,  $I(i) = I_o(i)$ . O espectro de referência é constituído pela soma de todos os espectros extraídos, pesados pelo perfil espacial da ordem. Assim, o espectro de referência é, essencialmente, dado pelo espectro do centro planetário e, por conseguinte, com uma melhor relação Sinal/Ruído (S/N).
9. Finalmente, a partir da função que dá os pesos em relação aos diferentes pixéis, é possível eliminar algumas das riscas indesejadas (como é o caso das riscas telúricas) por justaposição de pesos que eliminam esses pixéis.

### Estimação do erro cometido

Uma das componentes que contribuem para o erro final é a incerteza do desvio Doppler obtido através do algoritmo de Connes. Este erro pode ser calculado. De acordo com a equação-4.5 a incerteza na velocidade é dada por:

$$\sigma[\delta v] = \frac{1}{\sqrt{\sum \omega_i}} \quad (4.8)$$

O erro depende do ruído fotónico e da riqueza de riscas no espectro, estes factores agora enumerados constituem as maiores fontes de erro aleatório.

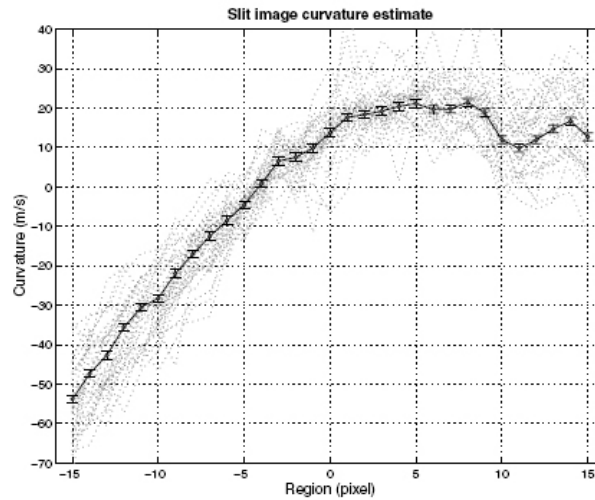


Figura 4.5: A curvatura da imagem de fenda é calculada a partir do algoritmo de (Connes, 1985). A curvatura para cada ordem espectral (linhas a ponteadas) é praticamente a mesma como mostra a figura (Civeit et al., 2005).

### Curvatura da imagem de fenda

A curvatura da imagem de fenda induz um erro que afecta a calibração em comprimento de onda ao nível do subpixel, se não fosse corrigido iria produzir um erro maior do que 50 m/s no cálculo da velocidade, (figura-4.5).

De modo a corrigir o desvio artificial do espectro devido à curvatura da imagem de fenda extraiu-se o espectro a duas dimensões a partir da lâmpada de Tório-Argon (ThAr) utilizada para a calibração em comprimento de onda; depois fez-se correr o algoritmo como se esta fora uma imagem de ciência. Os resultados mostram que a variação de uma imagem para outra é muito pequena, a imagem é estável.

Para cada ordem e para ambos os CCDs a curvatura é, aproximadamente, a mesma. A soma das imagens de curvatura de fenda é calculada para cada ordem e afectada do peso respectivo (que é função da estimativa do erro para a sua ordem como já vimos).

Finalmente, o pseudo desvio Doppler introduzido na imagem obtida durante a exposição da fenda à lâmpada de calibração (devido à curvatura da imagem de fenda) é subtraído ao valor obtido na observação de ciência. Desta forma a lâmpada, que está obviamente em repouso em relação à fenda, tem uma medição de velocidade de referência nula.

### Outros factores de erro

A atmosfera terrestre impõe uma degradação do sinal obtido (*seeing*). A significância desta perturbação do sinal depende das condições atmosféricas e do diâmetro do alvo. A turbulência e a refração atmosférica podem provocar a mistura de fótons provenientes de diferentes partes do alvo, levando a conclusões erróneas. Note-se que ambos os factores referidos são dependentes do comprimento de onda.

Assumindo o modelo *standard* (Fried 1965) a imagem FWHM tem uma dependência do comprimento de onda da ordem de  $\lambda^{-0.2}$ . Assim, o *seeing* deve decrescer com o aumento do comprimento de onda.

A refração na atmosfera terrestre é outra fonte de degradação da imagem, sendo aconselhável a utilização do ADC (Atmospheric Dispersion Corrector Unit) acoplado ao UVES durante as observações. A inserção deste instrumento no percurso luminoso introduz a compensação necessária a minorar, de forma significativa, este efeito pernicioso na imagem espectral obtida.

O efeito da refração pode ser medido, calculando a distância residual entre o centro da imagem de fenda (dado pela imagem da definição das ordens) e o centro da imagem do próprio alvo, isto quando o centro da imagem corresponde a um máximo de intensidade.

Outro factor a ter em conta é a imperfeição que existe no apontamento do telescópio. O apontamento do telescópio é baseado em efemérides precisas, mas a guiagem do telescópio pode ser imperfeita introduzindo um desvio que pode ser significativo, este factor é mais relevante para exposições longas (o que não foi o caso das observações em que se baseou este trabalho).

#### 4.1.2 Validação do método para Io

Este método foi aplicado ao satélite joviano Io como caso teste experimental do algoritmo teórico de Connes (Civeit et al., 2005). Io caracteriza-se por ser um corpo de rotação lenta e sem atmosfera, de raio aparente pequeno quando observado a partir de Terra. O projecto propunha-se a medir a velocidade de rotação do corpo sólido a partir da análise espectral da radiação emanada por Io. As medições obtidas validaram o método para a utilização planetária ao corroborarem, com precisão, os valores da velocidade de rotação de Io (bem conhecida) pois a incerteza dos resultados foi menor do que 2 m/s e o intervalo produzido continha o valor real da velocidade de rotação de Io. Apesar disso, os erros sistemáticos eram grandes e a velocidade obtida teve de ser encarada como um valor limite inferior da velocidade real a determinar.

Foram realizadas quatro observações com o UVES, segundo a geometria descrita na figura-4.6. Foi utilizada uma fenda estreita (0.3'' $\times$ 9'') alinhada segundo o

eixo de rotação de Io. A resolução espectral obtida foi de cerca de 100.000 (braço vermelho) e assim foi possível recuperar o bem conhecido valor da velocidade de rotação de Io (74.6 m/s) dentro das bandas de erro.

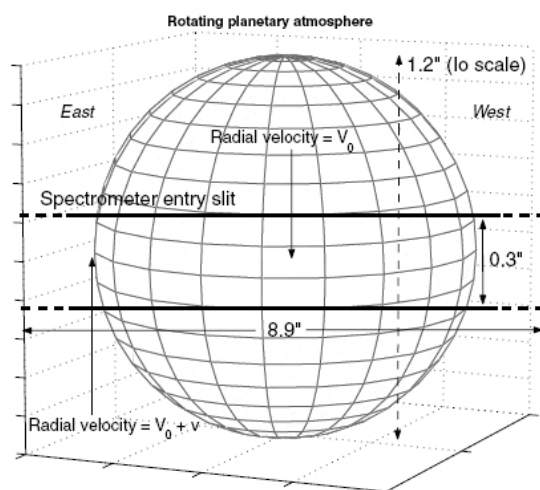


Figura 4.6: Geometria das observações durante o caso teste ao algoritmo de Connes aplicado a Io. A medição diferencial do desvio Doppler permite estabelecer a velocidade de rotação do satélite (Civeit et al., 2005).

O *seeing* foi estimado a partir de estrelas próximas do alvo, usando para o efeito o *Differential Image Motion Monitor* (DIMM) do observatório do Paranal. Os valores medidos situavam-se na faixa entre os 0.70 e 0.86 segundos de arco, a 500 nm.

O alvo é centrado automaticamente na fenda e o seguimento do telescópio é corrigido através de um dispositivo de seguimento automático. Como este dispositivo foi desenhado, em primeira mão, para o seguimento de estrelas, esperavam-se erros maiores no seguimento de planetas ou satélites do sistema solar (Civeit et al., 2005), quer pelo facto de serem fontes extensas, quer devido ao seu rápido movimento relativo durante as longas exposições.

Dos dados necessários para este projecto de investigação científica constam: o espectro do objecto em estudo (denominado ao longo do trabalho como, imagens de ciência) e um conjunto de dados de calibração. Todas estas imagens são guardadas em ficheiros do tipo FITS (*Flexible Image Transport System*).

O grupo de imagens de calibração é constituído por imagens de *Bias* (imagens obtidas aquando o fluxo de radiação de entrada no detector é nulo), imagens referentes à exposição de uma lâmpada de luz "branca" uniforme (*Flat Fields*); imagens de calibração do comprimento de onda (a partir da imagem de exposição da lâmpada de calibração de Tório-Argon); imagem da definição das ordens, que

consiste na imagem de *flat field* (lâmpada branca) obtida através de uma fenda estreita e que serve para detecta possíveis derivas do objecto durante a recolha da observação; imagem da fenda (*slit viewer*), para estimar a posição da fenda sobre o disco do objecto em estudo.

Tendo como base as imagens *Bias* obtidas em cada noite de observação (geralmente cinco imagens) é calculada uma imagem com a mediana estatística dos ficheiros com as imagens *Bias*. Essa imagem da mediana *Bias* (denominada *master bias* na sequência do trabalho) é depois subtraída às imagens em estudo.

Do mesmo modo é construída uma imagem da mediana dos *flat fields* a qual será também subtraída às imagens em estudo.

Outro procedimento que visa a eliminação de pixéis indesejados consiste na aplicação de um filtro em cada pixel, de modo a testar a presença de pixéis atingidos por raios cósmicos e assim eliminar a sua contribuição.

Para corrigir as interrupções espectrais e eventuais saltos de ordem foi utilizado, no caso das observações de Io, uma interpolação spline para a extracção do espectro e uma interpolação linear para os *flat fields* e para a lâmpada de Tório-Argon (ThAr). Durante a interpolação os *bad pixels* (pixéis defeituosos ou atingidos por raios cósmicos) são descartados através da utilização da "máscara" construída previamente e já referida.

O *seeing* (turbulência da atmosfera que perturbou a recolha do sinal) foi de aproximadamente 0,75 segundos de arco durante as observações de Io. A degradação da imagem devido às questões atmosféricas introduziu erros a ter em atenção em observações similares futuras.

A bem conhecida velocidade de rotação de Io foi determinada com uma incerteza na velocidade menor do que 2 m/s, o que é consistente com o erro aleatório esperado. Então, a aplicação do algoritmo à redução dos dados provenientes de observações de Io, ao ser bem sucedida validou a utilização do método.

### 4.1.3 Aplicação da técnica ao caso de Titã

Observações da sonda espacial *Voyager* forneceram a primeira evidência de que a atmosfera de Titã se encontrava num estado de super-rotação.

Foram deduzidos a partir de gradientes térmicos latitudinais a presença de ventos cilostroficos zonais com valores próximos dos 110 m/s.

A missão Cassini-Huygens, lançou a sonda Huygens em direcção ao solo de Titã em 2005. O mergulho da sonda através da atmosfera produziu leituras através da *Doppler Wind Experiment* a bordo da sonda. No curto intervalo de tempo da queda da sonda foram registadas medições da direcção e magnitude dos ventos atmosféricos com uma precisão menor do que 1 m/s. Contudo estas leituras forneceram somente informação muito localizada e numa escala de tempo muito curta.

Após cada conjunto de observações de Titã foi feita uma exposição da lâmpada de Tório-Argon (ThAr) de forma a obter uma rigorosa calibração do comprimento de onda. Esta preocupação de calibração torna-se mandatória para se conseguir a medição de ventos com a precisão da ordem do m/s. Estes cuidados pretendem, assim, minimizar os possíveis desvios na calibração base do instrumento devido aos efeitos da variação de pressão e de temperatura a que estão sujeitas as várias componentes do instrumento.

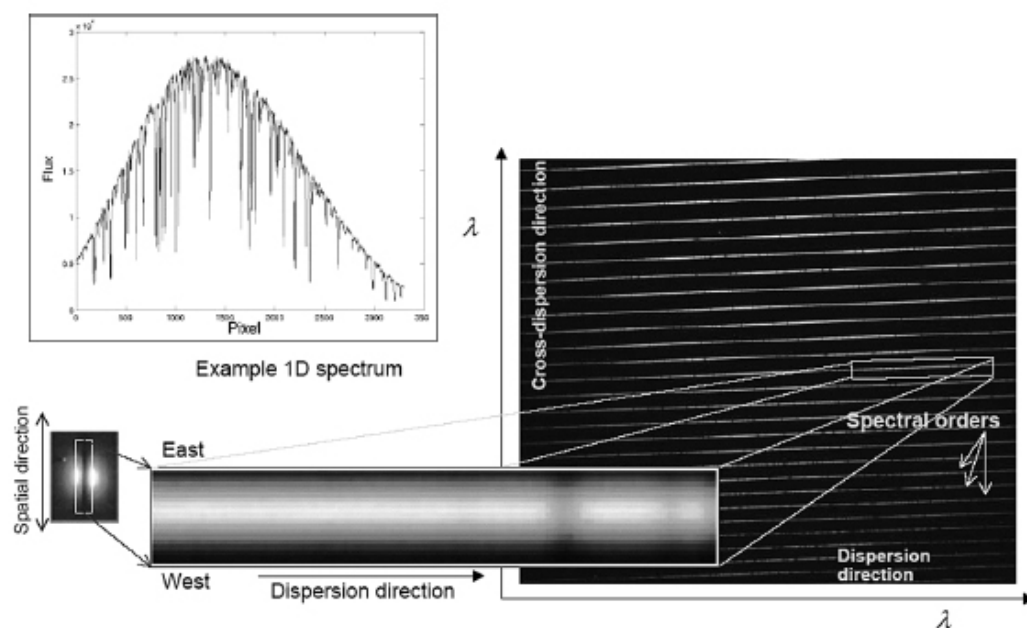


Figura 4.7: Um *echellograma* obtido com o UVES. A zona amplificada mostra parte de uma ordem onde se podem ver duas riscas de absorção (linhas verticais escuras) à direita na imagem. No topo esquerdo da figura mostra um exemplo de um espectro a uma dimensão obtido a partir de uma das ordens (Luz et al., 2005).

Para obter os valores diferenciais da velocidade dos ventos zonais, foi necessário introduzir duas correcções antes da subtracção da rotação da superfície. Uma das correcções prende-se com a obliquidade de Titã ( $26.7^\circ$ ), o que faz com que a componente zonal do vento seja projectada segundo a linha de visão, a partir da Terra, vindo afectada por um factor em  $\cos \alpha$  ( $\alpha$  é a latitude sub-terrestre). A segunda correcção advém do facto do espectrógrafo (UVES) estar a colectar radiação reflectida por Titã, logo sujeita a dois desvios Doppler, um na absorção e outro na reemissão.

Assim, numa primeira aproximação, o vento zonal pode ser determinado por:

$U = \Delta V / (2 \cos \alpha) - V_{sup}$ . Onde  $U$  representa o vento zonal e a velocidade da superfície no equador é  $V_{sup} = 11.7 \text{ m/s}$ .

No caso das observações de Titã era difícil o estudo da variação dos ventos zonais em latitude, visto a fenda cobrir uma larga área do satélite. A sondagem dos ventos ao longo da altitude era também um objectivo inatingível com as observações de solo disponíveis.

Foram detectados ventos zonais no sentido directo com valores de limite inferior de 62 m/s (a cerca de 200 km de altitude, sondados na banda dos 4200-5200 Å) e de 50 m/s (para altitudes rondando os 170 km, desta feita usando comprimentos de onda da gama dos 5200-6200 Å, o que corresponde a uma escala de altura abaixo do caso anterior). Foram também observadas evidências estatísticas de haver ventos ainda mais fortes a maiores altitudes.

Contudo foi observada muita dispersão nos ventos medidos, com cerca de um quarto das medições a revelarem ventos nulos ou mesmo retrógrados.

## 4.2 Justificação de usar o mesmo método para Vénus

Para fazer a caracterização dos ventos zonais em Vénus surge como hipótese natural de trabalho utilizar o algoritmo de redução de dados proposto por Connes (1985), dadas as semelhanças deste projecto com o estudo feito em Titã (Luz et al., 2005, 2006). Por um lado é necessária uma resolução elevada (da ordem dos 100000) como em Titã, em ambos os casos eram necessárias resoluções muito mais finas do que a largura das riscas espectrais e ambos os projectos implicavam a obtenção de erros da ordem do m/s.

Por outro lado, ambos os projectos de observação utilizaram o espectrógrafo de *echelle*, UVES com o telescópio VLT. Titã é um dos pouco corpos do sistema solar, assim como Vénus, do tipo da Terra, principalmente no que toca a possuir uma atmosfera densa. Outro factor que irmana Vénus e Titã é o facto de serem os dois únicos corpos do sistema solar que apresentam super-rotação da atmosfera (a atmosfera possuir um momento angular muito maior do que o globo planetário).

Como já foi referido as sondas espaciais que haviam estudado Vénus, mostraram evidências da super-rotação da atmosfera planetária e fortes suspeitas da existência de um sistema de ventos zonais. O caso de Vénus apresenta, inclusive, algumas vantagens para o estudo espectrográfico da atmosfera e para o cálculo das respectivas velocidades radiais. Uma das vantagens reside no facto do tamanho angular de Vénus ser significativamente maior do que o de Titã, o que permite a "colocação" da fenda espectral a diversas latitudes do planeta e assim poder ser feito um levantamento latitudinal do sistema de ventos zonais em Vénus.

Vamos arrolar, também, algumas desvantagens: o facto de ser um planeta interior faz com que tenha elongações máximas, comparativamente pequenas (por ser

um planeta interior). Este facto leva a que Vénus permaneça pouco tempo visível nas noites de observação e parte do tempo ainda com luz crepuscular. Vénus aparece sempre muito baixo e perto do horizonte o que implica uma *airmass* em geral muito elevada.

Outro aspecto negativo a considerar advém da posição relativa entre o Sol, Vénus e a Terra (associado ao facto de Vénus aparecer como um corpo de extensão considerável) o que obriga a fazer uma correcção geométrica nos dados coligidos, visto os pontos próximos do limbo planetário apresentarem uma situação face ao efeito Doppler da radiação absorvida e reemitida pela atmosfera, completamente diferente de pontos próximos do ponto sub-solar (isto só para nomear os casos extremos). Este fenómeno será estudado em detalhe adiante.

Outras correcções que serão necessárias introduzir no caso específico de Vénus, são as que derivam da proximidade do Sol, o que por sua vez obriga-nos a tomá-lo como um corpo extenso e não pontual, o que resulta na radiação solar vir imbuída de efeito Doppler (devido à rotação do Sol) e que não é uniforme (efeito de Young), havendo um bordo do limbo com desvio Doppler para o azul e o outro (terminador) com desvio Doppler para o vermelho.

Outro fenómeno que levanta fortes suspeitas de ter que ser levado em consideração é o fenómeno de obscurecimento do limbo planetário.

Contudo, apesar das várias diferenças no método de trabalho e das diferentes correcções a ter em conta, o algoritmo de Connes é sem dúvida a melhor ferramenta de trabalho disponível para efectuar a redução de dados visando obter resultados espectroscópicos de alta resolução velocidades radiais com a precisão de cerca de 1 m/s.

## 4.3 Tratamento de dados

Em primeiro lugar procedeu-se à construção de uma arborescência de directorias para cada bloco de observações, seleccionando em seguida os ficheiros de calibração e colocando-os em função do seu identificador nas pastas respectivas. A partir do arquivo com as observações do UVES-ESO foram também seleccionados os ficheiros de ciência e distribuídos pelas directorias respectivas.

Quanto aos ficheiros de calibração, consoante ao seu tipo, sofreram procedimentos diferentes. Por questões de optimização de espaço, os ficheiros de *Bias* e os *Flat Fields* (geralmente cinco por cada bloco de observações) tiveram de ser comprimidos e só então colocados nas respectivas pastas. Os ficheiros de calibração que contêm a imagem obtida imediatamente a seguir à captação de cada bloco de observações (ficheiro *Lamp*) para calibração da lâmpada de Tório-Argon (ThAr) e ficheiros para calibração em comprimento de onda de alta resolução (ficheiros *Wcalib*), foram encaminhados para a directoria própria.



Os ficheiros com a imagem de fenda (*Slit Viewer*) contêm uma imagem que serve para controlar a posição da fenda sobre o "disco" planetário e são adquiridas alguns segundos antes de cada imagem de ciência.

Os ficheiros do tipo *Mask* actuarão como um filtro selectivo para filtrar os pixéis da imagem de ciência de modo a anular a contribuição, dos pixéis dos CCDs do detector que estejam danificados ou que transportem informação de riscas espectrais telúricas indesejáveis para o projecto deste trabalho. Os pixéis eventualmente atingidos por raios cósmicos foram também descartados, mas a sua busca utilizou outro processo (foram corrigidos separadamente).

Os ficheiros de tipo *Ord* são ficheiros com a definição das diferentes ordens espectrais resultantes da dispersão provocada pela *echelle* do espectrógrafo na radiação proveniente do alvo. Por fim, os ficheiros de ciência são guardados na directoria do bloco de observações respectivo para se proceder, de seguida, à redução dos dados.

A tarefa seguinte residiu na adaptação dos códigos de programação (*scripts*) para análise de dados de espectroscopia de alta resolução que implementam, na redução dos dados, o algoritmo de Connes. Este pacote de análise de dados baseado em Matlab (*Matlab 7*) foi desenvolvido inicialmente por Civeit et al. (2005) e validado com base em observações do satélite joviano Io, e posteriormente adaptado para observações de Titã, por Luz et al. (2005, 2006).

Foi feita uma adaptação integral do pacote de programas. Após todo essa fase de preparação fez-se correr o programa de redução de dados, já adaptado ao caso das observações de Vénus e com as correcções introduzidas nos códigos de programação, para cada uma das 115 observações disponíveis para o estudo em curso.

A adaptação dos códigos a Vénus passou por várias etapas de programação. Primeiro, redefiniram-se os comprimentos de onda centrais, quer para as observações com o braço vermelho do espectrógrafo, quer para o braço azul (no modo dicróico de tipo 2), foram definidas as regiões das imagens dos CCDs a cortar em cada caso (no detector do CCD-MIT e no CCD-EEV), as escalas dos gráficos de *output*, a escala dos pixéis, a qual é de 0.182 para o caso do braço vermelho do espectrógrafo.

Foi necessário utilizar o código *eso2fits.m*, que realiza uma transformação dos ficheiros de tipo FITS (*Flexible Image Transport System*) utilizados pelo ESO para um modelo FITS *standard* compatível com o pacote *Wind Matlab* que utilizámos.

Foi necessário alterar a dimensão em pixéis a ser utilizada como janela para a extracção e redução dos dados. Foi necessário também redimensionar as escalas dos gráficos de *output* e adaptá-los à realidade dos dados de Vénus. A escala dos pixéis teve também de ser ajustada para as observações de Vénus, assim como a alteração do diâmetro angular da fonte alvo. Foi também necessário incluir as especificações próprias destas observações como seja o caso da utilização do

*derotator* e do ADC.

Procedeu-se à selecção de todos os ficheiros de dados respeitantes aos blocos de observações a utilizar neste estudo, ou seja: observações do hemisfério diurno de Vénus com a fenda espectral paralela ao eixo de rotação planetário ou na perpendicular ao mesmo, exposições mediante a utilização do braço vermelho do espectrógrafo UVES ou no modo dicróico do tipo 2 nas especificações do instrumento, mas agora para o braço azul.

Após seleccionar o conjunto de todos estes ficheiros foi construída uma base de dados, em que cada entrada corresponde a uma exposição determinada e que contém todos os ficheiros respeitantes a essa observação. Num total de 115 entradas de observações, das quais 73 realizadas com o braço vermelho e as restantes no braço azul do espectrógrafo.

Uma operação executada sobre os ficheiros de calibração *Bias e Flat Fields*, foi a de proceder à construção de um ficheiro com a imagem da mediana estatística a partir da informação guardada em cada pixel das várias imagens de calibração disponíveis para cada bloco de observações.

Depois, as ordens espectrais bidimensionais foram extraídas individualmente (isto é feito tendo como base o protocolo que determina com precisão as posições dos centros das ordens no CCD do detector). O detector do tipo MIT produziu um conjunto de 16 ordens individuais, enquanto o EEV produziu 23 ordens individuais.

O programa de gestão de procedimentos (*launcher Script*) é o código nomeado como *Wind Venus* e as suas funções são, importar das directorias de trabalho os ficheiros de ciência e de calibração de cada observação e carregá-lo na base de dados, depois cabe-lhe chamar sequencialmente os códigos que efectuem as operações descritas sobre os dados em bruto de forma a produzir a redução de dados e produzir os ficheiros de *output*, tanto os gráficos como os ficheiros de dados (com a extensão *mat*). Por fim o gestor de tarefas grava os ficheiros de dados e as imagens dos gráficos obtidos nas directorias especificadas como as directorias de saída para cada bloco de observações e codificadas com base na data em que foram efectuadas as respectivas observações.

Outra das acções levadas a cabo por este código é o facto de estabelecer a janela de extracção a "meia altura" a qual foi modificada para 20 pixéis de dimensão nas observações de Vénus. A rotina *Windcheck* é a responsável pelo pré-processamento dos dados, converte os ficheiros FITS do ESO no formato *standard* do ESO (através da subrotina *eso2fits*).

A subrotina *Wind main Ven* faz o mapa de localização das ordens espectrais, estima a luz difusa a contaminar o instrumento, extrai os espectros bidimensionais do alvo e da lâmpada, calcula a relação de dispersão e estima os desvios Doppler. A primeira e a última ordem são desprezadas por poderem estar danificadas por fenómenos de fronteira.

Foi estabelecida uma janela com 61 pixéis no caso do braço vermelho e uma janela de 41 pixéis para o do braço azul. Visto esta extracção ser discreta, foi de seguida efectuada uma interpolação de modo a facilitar a interpretação dos resultados. Assim, cada ordem individual resulta numa linha pontilhada nos gráficos subsequentes, aos quais é efectuada uma média pesada que é representada nos gráficos por uma linha a cheio, à qual estão apostas as barras de erro respectivas.

## Capítulo 5

# Apresentação e interpretação dos resultados

As datas em que foram efectuadas as observações foram escolhidas de modo a Vénus estar perto da sua elongação máxima Este (ângulo de fase próximo dos  $90^\circ$ ), o que constituía uma vantagem porque assim era possível observar Vénus na fase de quarto. Desse modo foi possível observar ao mesmo tempo o limbo planetário e o terminador (passando muito próximo do eixo de rotação sobre o disco de Vénus). O ponto sub-solar encontrava-se, por sua vez, próximo do bordo do globo planetário (limbo). As vantagens desta geometria das observações serão analisadas em detalhe no seguimento deste capítulo, mas pode-se adiantar desde já o facto de as duas zonas extremas referidas terem um comportamento no desvio Doppler da radiação solar reflectida pela atmosfera muito diferente (o que iremos explorar na análise dos dados).

A tabela-5.3 contém um sumário das condições de observação e a figura no início de cada bloco de observações mostra a sequência dos *offsets* (posições da fenda sobre o disco) ao longo das observações efectuadas. Apesar da utilização do filtro ND3 para prevenir o excesso de brilho de Vénus, as imagens de fenda obtidas ficaram saturadas à excepção das exposições do bloco de observações OBS-ID: 167374, em que a fenda estava na horizontal e de que se mostra um exemplo no capítulo sobre as observações com o UVES e o VLT.

Depois do processo de extracção das ordens bidimensionais e respectiva interpolação, 23 ordens para o EEV e 16 para o MIT, foi aplicado o algoritmo da acelerometria absoluta para a redução de dados descrito no capítulo anterior.

Para cada *echellograma* obtido, o protocolo produziu um número de desvios Doppler igual ao número de ordens vezes o número de pixéis do perfil espacial de cada ordem.

Os gráficos resultantes do cálculo das velocidades radiais, e que são apresentados na figura-5.1, exibem o conjunto de curvas de velocidade das várias ordens em

cada detector (curvas a ponteados). As médias (pesadas pelos coeficientes estabelecidos pelo método de Connes (1985)) dos valores de velocidade das várias ordens, para cada detector vêm representadas em linhas a cheio e com cores diferentes (a azul para o CCD EEV e a vermelho para o MIT). As barras de erro, de amplitude igual a um desvio padrão:  $\sigma$ , associadas à determinação das velocidades (e também estimadas pelo algoritmos de Connes) estão sobrepostas às linhas respectivas aos valores médios e em relação a cada um dos pixéis do perfil espacial.

Uma modificação necessária nos códigos de programação foi a programação necessária a estabelecer a correspondência entre os diversos pixéis ao longo da fenda espectral e as respectivas latitudes e longitudes planetárias e às correcções descritas nas secções 5.1 e 5.2. Seguidamente, foram produzidos novos gráficos com a velocidade diferencial dos pontos ao longo da fenda em relação ao ponto central (de velocidade nula), mas agora em função da latitude (ou da longitude, consoante a orientação da fenda espectral), o que se traduz numa leitura dos gráficos e interpretação dos mesmos muito mais próxima dos objectivos do trabalho.

É crucial realçar que os valores de velocidade nos pixéis medidos não são valores absolutos da velocidade radial, mas sim valores de velocidade diferencial em relação ao ponto central da fenda. Pela análise das várias curvas de velocidade obtidas podemos inferir a existência de um sistema de ventos zonais em sentido retrógrado (de acordo com a rotação do globo sólido planetário), como se irá mostrar na secção-5.5.

Para se poder efectuar o cálculo preciso das posições dos pixéis sobre o disco, procedeu-se à confirmação da verdadeira correspondência entre o tamanho dos pixéis e a largura angular que cada pixel realmente sondava sobre o planeta (*pixel scale*). Para tal abriu-se um dos ficheiros de *flatfields* com a matriz dos dados obtidos, seleccionou-se uma coluna da matriz na perpendicular às ordens espectrais e fez-se o *plot* dessa coluna depois fez-se uma média sobre a largura de cada ordem obtida na figura, em seguida dividiu-se o tamanho da fenda em segundos de arco pelo valor médio obtido (recorde-se que o tamanho da fenda utilizado nos *flatfields* é o valor *standard* para o UVES de 15 segundos de arco e não os 20" utilizados durante as observações de ciência. Os valores encontrados para as escalas reais dos pixéis foram de 0.375"/*pixel* para o braço azul do espectrógrafo e de 0.23 "/*pixel* ao se utilizar o braço vermelho. Lembra-se que o tamanho físico dos pixéis utilizados é de 15  $\mu\text{m}$ .

Como nas observações efectuadas o raio de Vénus é da ordem dos 10", foi possível analisar um vasto leque de latitudes e longitudes dos pixéis, ao longo da fenda e para cada *offset*. Em cada bloco de observações, com a fenda paralela ao eixo de rotação do planeta, utilizámos 5 *offsets* de modo a cobrir de forma ampla (desde o *terminador* até ao limbo) o hemisfério diurno do planeta. No bloco de observações em que a fenda foi colocada paralela ao equador de Vénus foram efectuados 11 *offsets* de modo a amostrar as diferentes latitudes de pólo a pólo.

Para cada bloco de observações será apresentado, de seguida, um conjunto de gráficos pertinentes a cada observação. Assim, em primeiro lugar vem um esquema com as condições de observação e a sequência de posições dos *offsets*, para esse bloco. Depois, é apresentado um gráfico da curva de calibração em comprimento de onda para cada *offset*, seguem-se as curvas de velocidade que resultam da média simples das curvas de velocidade individuais respeitantes às exposições associadas a cada *offset* da fenda. Foi também calculado o erro proveniente do cálculo da média das magnitudes dos desvios Doppler em função dos erros em cada pixel de cada uma das observações base. O erro resultante vem sob a forma de barras de erros a afectar cada valor médio nos gráficos do desvio Doppler em função do pixel, ou em função da latitude. É também apresentado um gráfico da irradiância relativa ao longo da janela de extracção na fenda espectroscópica. As figuras com a imagem de fenda (*slit viewer*) para cada *offset* tiveram que ser rejeitadas por se encontrarem sobreexpostas, excepto para o bloco 267374 de 04-06-2007, com as exposições de fenda paralelas ao equador.

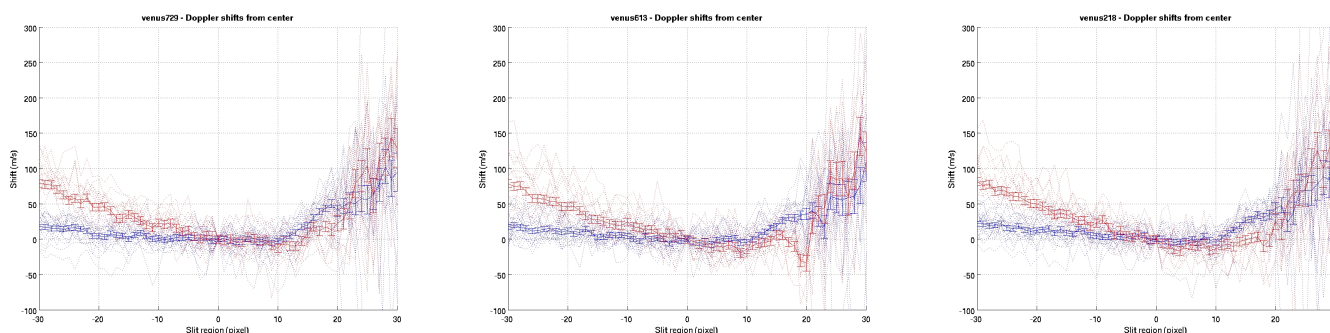


Figura 5.1: Gráficos do desvio Doppler para exposições individuais, mas respeitantes ao mesmo *offset* com a fenda na primeira posição (paralela ao eixo de rotação planetário), observação de 27-05-2007.

É de salientar que nos gráficos do desvio Doppler (*shift*) em função do pixel, a parte referente ao lado Sul da fenda (parte de "baixo" nos esquemas das observações mostrados) encontra-se à direita do gráfico. Nos gráficos do desvio Doppler em função da latitude, a parte baixa da fenda já se encontra no lado esquerdo do gráfico, como atestam os pontos com grande variabilidade e grandes barras de erro, por estarem a fazer leituras próximas do céu.

Os gráficos da irradiância mostram o nível do fluxo de radiação que entra na janela de extracção da fenda. É de notar o facto de cair para valores próximos de zero quando os pixéis deixam de sondar o planeta e ficam sobre a zona de céu. Estes gráficos ajudam à interpretação das curvas de velocidade, por indicarem claramente as zonas da fenda a que correspondem maiores ou menores fluxos de

radiação.

Os esquemas apresentados, para cada *offset*, do disco planetário aparente com a fenda justaposta na posição respectiva a esse grupo de exposições são meramente indicativas da posição relativa da fenda ao planeta de modo a ajudar à interpretação dos gráficos com os resultados obtidos. O esquema de cores não tem outro significado do que alertar para a rotação retrógrada do planeta Vénus (com o azul a significar aproximação desse bordo do globo e vermelho a significar o oposto para o outro bordo), factor que é relevante para a correcta interpretação dos dados.

Foi calculada a média simples dos valores de desvio Doppler por pixel, dos resultados obtidos em cada *offset*. Os erros calculados pelo algoritmo em cada pixel e para cada exposição de cada *offset* (essencialmente o erro fotónico) também foram alvo do cálculo estatístico do erro de uma média. Os resultados com as médias produzidos por esse procedimento resultam na bateria de gráficos que se apresentam de seguida. Contudo, apresenta-se na figura 5.1 como exemplo os três gráficos com a curva de velocidade (desvio Doppler) para o *offset* respeitante às exposições com a fenda na primeira posição (paralela ao equador e próxima do eixo planetário) do dia 27-05-2007, efectuadas com o braço vermelho do espectrógrafo.

Apesar destes gráficos serem aqui apresentados a título exemplificativo de um passo intermédio dos procedimentos efectuados podem-se constatar, de imediato, algumas características relevantes. Uma delas é a uniformidade entre as três observações distintas efectuadas para este *offset*, outra prende-se com o aumento de variabilidade e respectivas barras de erro na zona de céu (à direita nos gráficos), também podemos notar as discrepâncias dos valores sondados pelo CCD-MIT (a vermelho) e o CCD-EEV (a azul), caso que iremos analisar em detalhe adiante, mas que se devem à diferente gama de comprimentos de onda a que é sensível cada um dos CCDs.

As observações realizadas no dia 24-05-2007 (OBS-ID: 267379), devido ao atraso na parte inicial do bloco de observações devido a dificuldades de ordem técnica, a que se aliou o curto intervalo de tempo em que Vénus estaria acima do horizonte, levou a que só parte das exposições programadas pudessem ser efectuadas pois, rapidamente, Vénus atingiu os limites do telescópio como referem os relatórios das observações do ESO (classificado com o código C, ou seja fora das especificações). Este bloco de observações veio a ser repetido na íntegra no dia 26-05-2007. Em face disto resolveu-se não incluir os resultados destas observações (24-05-2007) neste trabalho.

Quanto ao bloco de observações de 04-06-2007 (OBS-ID: 267374), também existiram alguns percalços nessa noite devido à presença de nebulosidade e vento intenso (que chegou a determinar o fecho, nessa noite, do telescópio). As nuvens em movimento rápido no céu prejudicaram a qualidade das observações entre as 22h13m e as 22h45m, depois o atraso nas observações levou a que as últimas

observações do bloco tivessem sido efectuadas com Vénus já muito baixo no horizonte. O ocaso de Vénus acabou por acontecer antes de ter sido concluído todo o programa desse bloco levando ao abortar das últimas exposições. Visto este bloco de observações ser o único de que dispúnhamos com a fenda na perpendicular ao eixo de rotação, foi resolvido não o descartar inteiramente e proceder à análise dos dados que se apresentavam com suficiente qualidade.

## 5.1 Correção geométrica ao efeito Doppler

Quando observamos Vénus a partir de telescópios no solo terrestre, os desvios Doppler e as suas variações obtidos na radiação solar reflectida são provenientes do movimento das partículas atmosféricas (medição directa dos ventos zonais em super-rotação ou devido à presença de eventuais ondas planetárias a circular o planeta), mas também fruto da combinação de outros factores, como o movimento relativo do planeta em relação à Terra, a própria rotação da Terra e o efeito de Young (que será discutido no próximo ponto).

Quando observamos um corpo iluminado pelo Sol e em movimento, na verdade nós não observamos um desvio Doppler na radiação solar reflectida pelo planeta, mas o resultado de dois desvios. O primeiro é um desvio Doppler que resulta do movimento do corpo relativamente ao Sol, expresso como a projecção do vector velocidade na direcção do Sol (desvio Doppler na absorção). Quanto ao segundo, ele resulta do facto das partículas atmosféricas que vão reemitir a radiação solar estarem em movimento, impondo assim o desvio Doppler devido à sua velocidade projectada sobre a direcção de dispersão (desvio Doppler na reemissão).

Esses dois casos referidos são mais claros ao considerarmos duas situações limite: na primeira estuda-se o desvio Doppler na absorção da radiação solar por parte das partículas atmosféricas, no ponto sub-solar (não há desvio Doppler na absorção, mas há desvio na reemissão, devido à velocidade de rotação da atmosfera); na segunda situação vamos considerar o ponto sub-terrestre (neste caso há desvio Doppler na absorção da luz solar ao ser absorvida pelos aerossóis em suspensão na atmosfera, fruto da velocidade tangencial que estas partículas têm em relação à linha de visão com que são observadas a partir da Terra. Para melhor ilustrar as duas situações referidas veja-se o esquema da figura-5.3.



**Resumo das observações da atmosfera de Vénus com o UVES - VLT**

Data	Position Angle	Raio de Vénus	lat. sub-solar	Ângulo de Fase
24-05-2007	+6.58289 <sup>o</sup>	10.03''	-1.98017 <sup>o</sup>	81.214 <sup>o</sup>
26-05-2007	+7.42640 <sup>o</sup>	10.23''	-1.8786 <sup>o</sup>	82.355 <sup>o</sup>
27-05-2007	+7.83966 <sup>o</sup>	10.23''	-1.82610 <sup>o</sup>	82.932 <sup>o</sup>
04-06-2007	+109.196 <sup>o</sup>	11.23''	-1.35587 <sup>o</sup>	87.725 <sup>o</sup>

Tabela 5.1: Valores do ângulo de posição, raio aparente de Vénus, latitude do ponto sub-solar e ângulo de fase para as datas das observações efectuadas.

Obs-ID	Número de Offset	Data (yy-mm-dd)	Time UT (hh:mm)	Airmass	Seeing ('')
267378-554	1	24-05-2007	23:05	2.651	1.06
267378-446	2	24-05-2007	23:07	2.702	0.96
267378-289	3	24-05-2007	23:10	2.764	0.95
267378-132	4	24-05-2007	23:13	2.824	0.81
267378-159	1	26-05-2007	22:53	2.420	1.17
267378-251	2	26-05-2007	22:56	2.462	1.20
267378-226	3	26-05-2007	22:58	2.516	1.05
267378-259	4	26-05-2007	23:02	2.563	1.21
267378-043	5	26-05-2007	23:05	2.617	1.09
267377-171	1	27-05-2007	22:29	2.104	0.45
267377-184	2	27-05-2007	22:31	2.132	0.45
267377-306	3	27-05-2007	22:34	2.161	0.48
267377-449	4	27-05-2007	22:37	2.191	0.48
267377-303	5	27-05-2007	22:40	2.227	0.56

Tabela 5.2: Código, número de *offset*, data e hora, condições de observação de *seeing* e *airmass* das observações efectuadas com o braço azul do UVES. Em cada *offset* foram realizadas 3 exposições no caso da fenda estar paralela ao eixo de rotação. Em cada *offset* é apresentada a identificação da primeira exposição do grupo.

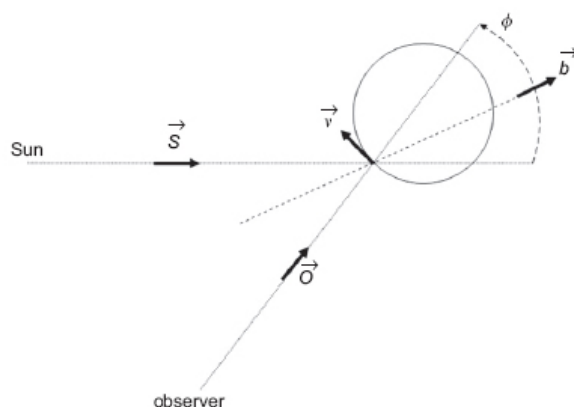


Figura 5.2: Esquema do ângulo de fase na geometria das observações de Vénus e de que o efeito Doppler resulta da sobreposição dos desvios devido ao movimento do topo da camada de nuvens em relação ao Sol e, também, fruto do movimento da camada de nuvens em relação ao observador (neste caso, na superfície terrestre). Repare-se no esquema que  $\Phi$  é o ângulo de fase com que foram efectuadas as observações (Gabsi et al., 2008).

O efeito geométrico do desvio Doppler pode ser calculado através do teorema do bisector que é demonstrado no trabalho de Gabsi et al. (2008) e que resulta no factor de correcção geométrico do efeito Doppler apresentado na equação 5.1. Este efeito está ilustrado na figura-5.2. O desvio Doppler observado é proporcional à projecção da velocidade do vento sobre o bisector ( $\vec{b}$ ) do ângulo de fase (teorema do bisector).

No caso das observações de Titã, devido à maior distância ao alvo, o desvio Doppler que sofre a radiação reflectida perto do limbo é duplo, visto haver desvio Doppler na absorção e reemissão da radiação por parte das partículas da atmosfera de Titã. No caso de Vénus, a correcção a fazer devido ao efeito Doppler na absorção e na emissão, é mais complexa e tem que se ter em conta a posição das partículas sobre o globo planetário.

Na situação limite em que as partículas estão sobre o limbo e perto do equador, existe desvio para o azul na emissão de radiação por parte da atmosfera e não existe desvio na absorção (na geometria subjacente às observações utilizadas o limbo planetário ao nível do equador, está próximo do ponto sub-solar). O ponto sub-terrestre (que na configuração das observações está perto do terminador e perto do equador) encontra-se na situação limite oposta, ou seja, não apresenta desvio Doppler na emissão mas apresenta desvio para o vermelho na absorção da radiação solar devido ao movimento de rotação planetário e atendendo a que o seu sentido de rotação é retrógrado (ver figura-5.3).

Obs-ID	Número de Offset	Data (yy-mm-dd)	Time UT (hh:mm)	Airmass	Seeing (")
267379-734	1	24-05-2007	22:35	2.185	1.02
267379-357	2	24-05-2007	22:38	2.247	0.74
267379-932	3	24-05-2007	22:44	2.330	0.83
267379-816	4	24-05-2007	22:47	2.336	0.70
267379-570	5	24-05-2007	22:50	2.406	0.75
267379-722	1	26-05-2007	22:32	2.156	1.02
267379-325	2	26-05-2007	22:35	2.185	1.02
267379-489	3	26-05-2007	22:38	2.217	1.04
267379-613	4	26-05-2007	22:40	2.247	1.06
267379-137	5	26-05-2007	22:43	2.282	1.07
267376-729	1	27-05-2007	22:50	2.358	0.54
267376-067	2	27-05-2007	22:54	2.407	0.58
267376-043	3	27-05-2007	22:57	2.455	0.61
267376-467	4	27-05-2007	23:00	2.498	0.61
267376-966	5	27-05-2007	23:03	2.560	0.58
267374-402	1	04-06-2007	22:58	2.321	1.06
267374-451	2	04-06-2007	23:00	2.151	1.02
267374-131	3	04-06-2007	23:02	2.376	1.25
267374-941	4	04-06-2007	23:03	2.404	1.23
267374-720	5	04-06-2007	23:05	2.431	1.38
267374-690	6	04-06-2007	23:07	2.461	1.54
267374-740	7	04-06-2007	23:09	2.491	1.35
267374-310	8	04-06-2007	23:11	2.524	1.38
267374-879	9	04-06-2007	23:13	2.556	1.31
267374-860	10	04-06-2007	23:15	2.590	1.56
267374-858	11	04-06-2007	23:16	2.622	1.50

Tabela 5.3: Código, número de *offset*, data e hora, condições de observação de *seeing* e *airmass* das observações efectuadas com o braço vermelho do UVES. Em cada *offset* foram realizadas 3 exposições no caso da fenda estar paralela ao eixo de rotação e 2 exposições para a fenda na perpendicular ao eixo. Em cada *offset* é apresentada a identificação da primeira exposição do grupo.

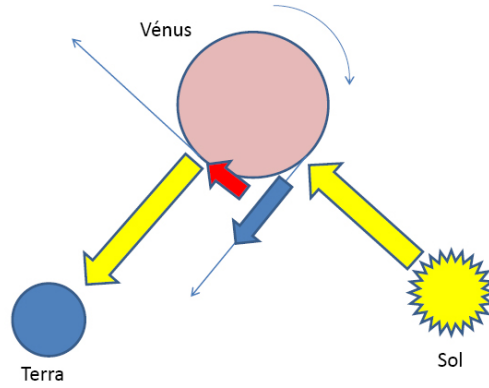


Figura 5.3: Esquema geométrico do desvio Doppler na absorção e reemissão da radiação solar por parte das partículas em suspensão na atmosfera de Vénus, em duas situações limite. No ponto sub-solar, em que não há desvio Doppler na absorção mas há desvio para o azul na reemissão em direcção à Terra (na geometria das nossas observações Vénus está em quadratura). No ponto sub-terrestre há desvio para o vermelho na absorção da radiação, mas não há desvio na emissão em direcção à Terra (na perpendicular à superfície do planeta). Note-se que esta interacção Doppler deriva da velocidade de rotação retrógrada de Vénus.

No terminador o desvio Doppler não é zero devido ao facto da velocidade relativa ao Sol apresentar um valor finito, não nulo (efeito de Young). Este fenómeno será tratado na próxima secção.

Para obter o factor de correcção geométrico temos de calcular a seguinte expressão para a posição de cada pixel sobre o globo planetário em cada observação efectuada (Gabsi et al., 2008). Este factor será necessário para dividir os valores da velocidade diferencial obtida a partir do algoritmo de Connes (1985), de modo a retirar esta componente do desvio Doppler total, pois ela depende das características geométricas das observações. Este processo está exemplificado na secção referente à interpretação dos dados, para o caso da fenda na posição 1 e 2 (fenda paralela ao eixo de rotação planetário):

$$\Delta V = F \cdot V = V \cdot 2\cos(\varphi/2)\cos(\varphi - \Phi/2)\cos\beta \quad (5.1)$$

em que  $\Phi$  é o ângulo de fase com que foi efectuada a observação e  $\beta$  representa a latitude do ponto sub-terrestre. O ângulo  $\varphi$  é a longitude do ponto em observação (note-se que a convenção aplicada para a longitude do planeta é a de crescimento no sentido de rotação do planeta, dado que a rotação de Vénus é retrógrada os sinais positivos e negativos da longitude são opostos ao do caso terrestre).

A quantidade  $F$  será designada ao longo deste trabalho como factor de cor-

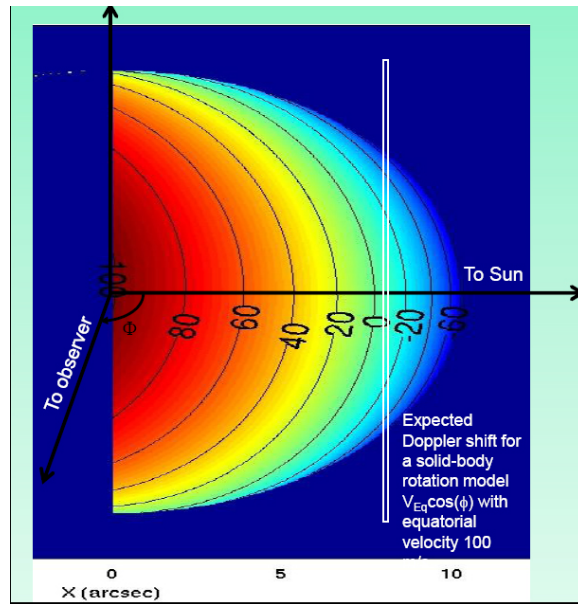


Figura 5.4: Factor de correcção geométrica em função da longitude calculado tendo como base o modelo de rotação da atmosfera como um corpo rígido com velocidade equatorial de 100 m/s. A imagem mostra linhas ao longo das quais o factor de correcção é uniforme. Note-se a existência de uma longitude para a qual o factor de correcção é nulo. Para esta longitude que neste trabalho se situava ao longo de um meridiano a cerca de  $40^\circ$  não é possível para um observador na Terra determinar nenhum vento horizontal, dada a geometria das observações (Luz et al., 2009).

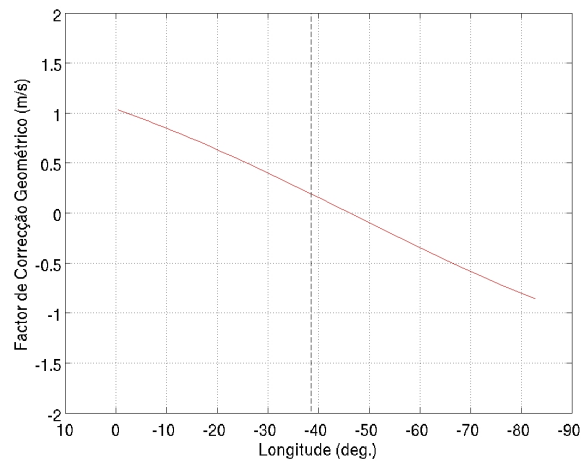


Figura 5.5: Factor de correcção geométrica em função da longitude obtido a partir da geometria das observações em que se baseia este trabalho.

recção geométrica. É de realçar que este factor apresenta um zero perto dos  $40^\circ$  de longitude, face à geometria das observações em que este trabalho se baseia e aos ângulos de fase com que foram efectuadas as observações (ver figura-5.4).

## 5.2 Efeito de Young

Devido ao tamanho angular do Sol, visto a partir de Vénus, não ser desprezável vamos tomar o seu tamanho como uma constante finita (diferente do caso de Titã em que o Sol era tomado como uma fonte pontual). A rápida rotação equatorial (relembre-se que a rotação do Sol é uma rotação diferencial função da latitude e que atinge cerca de 2 km/s no equador) vai induzir um efeito de desvio Doppler emitida pelo Sol, sendo no limbo a Oeste do Sol um desvio para o azul e no limbo a Este um desvio para o vermelho de acordo com o sentido de rotação solar (Young et al., 1975). Então a luz solar que chega a Vénus vem já afectada de desvios Doppler que se irão adicionar àqueles derivados da movimentação das partículas atmosféricas e cuja medição está na essência deste trabalho. Este efeito é denominado efeito de Young e temos de estimá-lo de modo a podermos subtraí-lo das curvas de velocidade obtidas.

O efeito de Young é mais relevante perto do terminador do planeta (Gabsi et al., 2008), onde a sua variação na aproximação ao terminador cresce de modo exponencial como podemos constatar na figura-5.6 ou ainda no gráfico produzido neste trabalho do efeito de Young com base nos dados das observações (figura-5.7). No caso da geometria das observações utilizadas neste trabalho o terminador encontra-se próximo do eixo de rotação do planeta e é nesta zona que são maiores as discrepâncias devidas a este efeito como se mostra na análise de dados por comparação dos gráficos relativos à velocidade dos ventos zonais em função da longitude, antes e depois de se subtrair a quantidade devida à estimação do efeito de Young.

As datas preferenciais que constavam na proposta científica de observação que deu azo às observações efectuadas apontavam para intervalos de tempo em que Vénus se encontrava próximo da elongação máxima (ângulo de fase perto dos  $90^\circ$ ). Uma das razões subjacentes a esta escolha prendeu-se com a possibilidade de se poderem observar, simultaneamente, o hemisfério diurno e o hemisfério nocturno. Isto torna-se relevante para este estudo, visto que o limbo e o terminador do planeta têm comportamentos diferentes, quer no que toca ao efeito de Young, quer à correcção geométrica.

O ângulo zenital do Sol é diferente para posições diferentes a Leste e a Oeste do planeta. Estes pontos são iluminados de forma diferente pelo bordo do Sol com desvio Doppler para o azul (devido à sua velocidade de aproximação na rotação solar) e pelo bordo oposto do Sol que apresenta desvio para o vermelho.

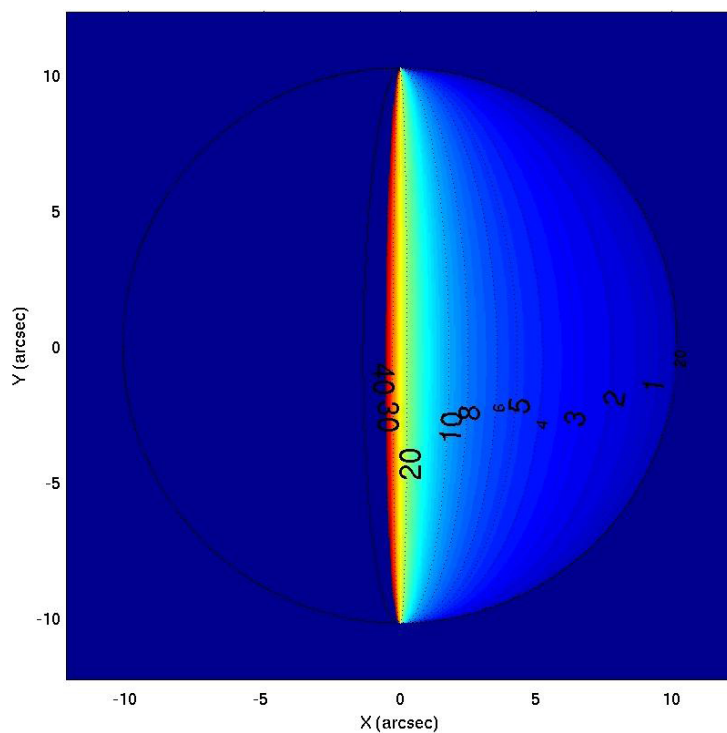


Figura 5.6: *Shift* induzido pelo efeito de Young em função da longitude. Como podemos ver na figura as linhas em que o efeito de Young é uniforme são paralelas aos meridianos, de modo que o efeito de Young não depende da latitude, mas sim da longitude (Luz et al., 2009).

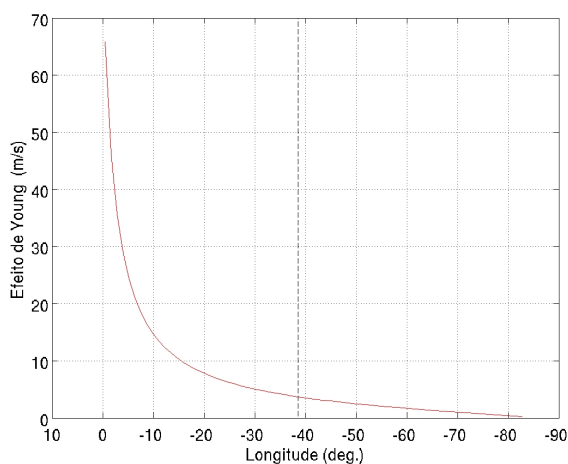


Figura 5.7: Efeito de Young em função da longitude, ao longo do equador. Gráfico obtido a partir da configuração geométrica das observações em que assenta esta tese.

O termo devido ao efeito de Young pode ser calculado através da seguinte expressão (Young et al., 1975):

$$Y = 3.2 \operatorname{tg}(SZA) \quad (5.2)$$

em que  $SZA$  representa o ângulo zenital do Sol (por sua vez:  $SZA = \varphi - SSlon$ ).  $SSlon$  é a longitude do ponto sub-solar (que é coincidente com o ângulo de fase) e  $\varphi$  é a longitude do lugar.

### 5.3 Interpretação dos resultados

O desvio obtido pelo método de Connes (1985) na forma de uma velocidade diferencial em relação a um espectro "em repouso" está afectado, como vimos antes, de dois fenómenos que perturbam a quantidade que pretendemos medir, ou seja, a magnitude dos ventos zonais. São eles o factor de correcção geométrico e o efeito de Young. De uma forma geral:

$$\Delta V = F \cdot V + Y \quad (5.3)$$

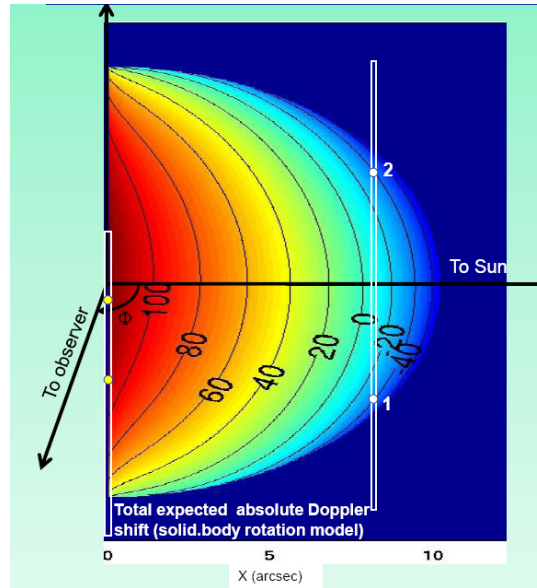


Figura 5.8: Efeito Doppler total devido ao factor geométrico e ao efeito de Young. Já podemos olhar para os valores na imagem como velocidades diferenciais associadas ao movimento das partículas atmosféricas (Luz et al., 2009).

Como no método utilizado o que é calculado é o desvio Doppler em relação ao ponto central da fenda espectroscópica e como algoritmo de Connes (1985) cal-



cula a diferença entre cada ponto observado sobre a fenda e o ponto de referência que constitui o seu ponto central, o que é obtido em primeira análise é:

$$\Delta V_1 - \Delta V_i = F_1 \cdot V_1 + Y_1 - (F_i \cdot V_i + Y_i) \quad (5.4)$$

Num caso geral, podemos considerar as grandezas com índice 1, como relativas a um ponto genérico e as referenciadas com o índice i, como relativas a um certo ponto de referência.

### 5.3.1 Fenda paralela ao eixo de rotação

No caso das observações feitas com a fenda paralela ao eixo de rotação do planeta e muito próximo do terminador (posições 1 e 2 da fenda), temos que os pontos sondados encontram-se ao longo do mesmo meridiano. Como o efeito de Young é apenas função da longitude, então os pontos ao longo da fenda estão afectados da mesma quantidade devido a esse efeito. Por outro lado, o factor de correcção geométrica é também função da longitude o que o torna constante ao longo do meridiano. Pelo exposto, podemos obter a velocidade diferencial entre cada um dos pontos sobre a fenda e o ponto central através da álgebra elementar:

$$\Delta V_2 - \Delta V_1 = F \cdot V_2 + Y - (F \cdot V_1 + Y) = F \cdot (V_2 - V_1) \quad (5.5)$$

Visto que,  $F_2 = F_1 = F$  e  $Y_2 = Y_1 = Y$ . Então:

$$V_2 - V_1 = (\Delta V_2 - \Delta V_1)/F \quad (5.6)$$

Nos casos em que a fenda se encontra nas posições 3 e 4 (fenda paralela ao eixo de rotação do planeta) já não podemos usufruir da vantagem de ter os pontos sondados pela fenda sobre o mesmo meridiano, já que o encurvamento dos meridianos sobre o globo planetário produz uma acentuada variação da longitude dos pontos do planeta que caem no estreito rectângulo da fenda por onde entra o fluxo de radiação a estudar. Para estas posições da fenda, a única aproximação legítima é considerar que o efeito de Young é desprezável (figura-5.6), pois as longitudes sondadas estão próximas dos  $40^\circ$  (ver gráficos dos dados para as posições 3 e 4 da fenda) e a sua contribuição de desvio Doppler para estas longitudes consiste, somente, numa variação de alguns m/s. Porém, mesmo com esta aproximação não podemos, nestes casos, obter directamente valores da velocidade, pois:

$$\Delta V_2 - \Delta V_1 = F_2 \cdot V_2 + Y - (F_1 \cdot V_1 + Y) = F_2 \cdot V_2 - F_1 \cdot V_1 \quad (5.7)$$

O melhor que podemos fazer neste caso é introduzir um modelo dos ventos zonais e obter a correlação entre os valores previstos e os dados empíricos, para

ajuizar da credibilidade do modelo proposto. Vamos neste caso utilizar o modelo que assenta no movimento das partículas atmosféricas sujeitas ao sistema de ventos zonais, numa aproximação à rotação de um corpo rígido. Em primeira aproximação o que este modelo sugere é que o conhecimento dos ventos ao nível do equador seja simplesmente projectado em função da latitude, sendo uniforme ao longo de cada paralelo planetário, ou seja:

$$V_{\varphi} = V \cdot \cos(\varphi) \quad (5.8)$$

em que  $V_{\varphi}$  representa a velocidade uniforme para cada latitude planetária e  $\varphi$ , essa mesma latitude. Os valores de vento previstos pelo modelo podem ser observados na figura-5.8.

Ainda para as observações com a fenda paralela ao eixo de rotação planetário, vamos agora analisar a situação em que a fenda está colocada na posição 5. Neste caso podemos, por maioria de razão em relação aos argumentos apresentados para a fenda na posição 3 e 4, desprezar a perturbação na velocidade dos ventos zonais induzida pelo efeito de Young (ver figura-5.7). Isto remete-nos então para os procedimentos adequados ao caso da fenda nas posições 3 e 4 (paralelas ao eixo de rotação), obtendo também:

$$\Delta V_2 - \Delta V_1 = F_2 \cdot V_2 + Y - (F_2 \cdot V_1 + Y) = F_2 \cdot V_2 - F_1 \cdot V_1 \quad (5.9)$$

Contudo, neste caso, podemos ir um pouco mais longe e fazer uma comparação de ventos entre os hemisfério Norte e o Sul, pois há simetria Norte-Sul ao contrário dos casos 3 e 4. Para tal, vamos considerar dois pontos equidistantes do centro da fenda o que, pela geometria da observação neste caso, corresponde a uma situação em que os dois pontos considerados têm latitudes simétricas em relação ao equador e a sua justaposição sobre o globo planetário insere-os no mesmo meridiano. Visto que os dois pontos considerados têm a mesma longitude, então estão sujeitos ao mesmo factor de correcção geométrica do efeito Doppler e vem:

$$V_2 - V_1 = (\Delta V_2 - \Delta V_1)/F \quad (5.10)$$

em que, neste caso, as posições 1 e 2 não são de quaisquer dois pontos sobre a fenda, mas sim de dois pontos com latitudes simétricas. Desse modo podemos obter a velocidade diferencial entre os ventos zonais dos dois hemisférios planetários (velocidade de um ponto em relação ao outro) e assim estabelecer a dinâmica comparativa do regime de ventos zonais entre hemisférios.

### 5.3.2 Fenda perpendicular ao eixo de rotação

Na situação em que a fenda é colocada na perpendicular ao eixo de rotação planetário foram realizados 11 *offsets*, com a posição da fenda inicialmente alinhada com um paralelo a 10 segundos de arco a Sul do equador sobre o disco de Vénus, onde foram realizadas duas observações. Depois, sucederam-se os outros *offsets* por deslocamento da fenda sobre o disco, de 2 segundos de arco entre cada par de observações efectuadas.

Nestas observações com a fenda paralela ao equador é possível extrair directamente o valor do vento zonal em cada latitude, dado que é um vento horizontal (movendo-se de Este para Oeste, em Vénus) que em primeira aproximação é uniforme ao longo de cada paralelo. Então temos:

$$\Delta V_2 - \Delta V_1 = F_2 \cdot V + Y_2 - (F_1 \cdot V + Y_1) \quad (5.11)$$

Pois  $V_2 = V_1 = V$  ao longo da fenda, e vem:

$$V = \frac{\Delta V_2 - \Delta V_1 - Y_2 + Y_1}{F_2 - F_1} \quad (5.12)$$

Esta geometria permite o cálculo directo da magnitude dos ventos zonais para cada latitude observada. Estes resultados poderão ser então confrontados com a previsão gerada pelo modelo de rotação do corpo sólido, já referido, ou com outros modelos dos ventos atmosféricos.

## 5.4 Curvas de velocidade

5.4.1 Fenda paralela ao eixo de rotação, braço vermelho, 26-05-2007

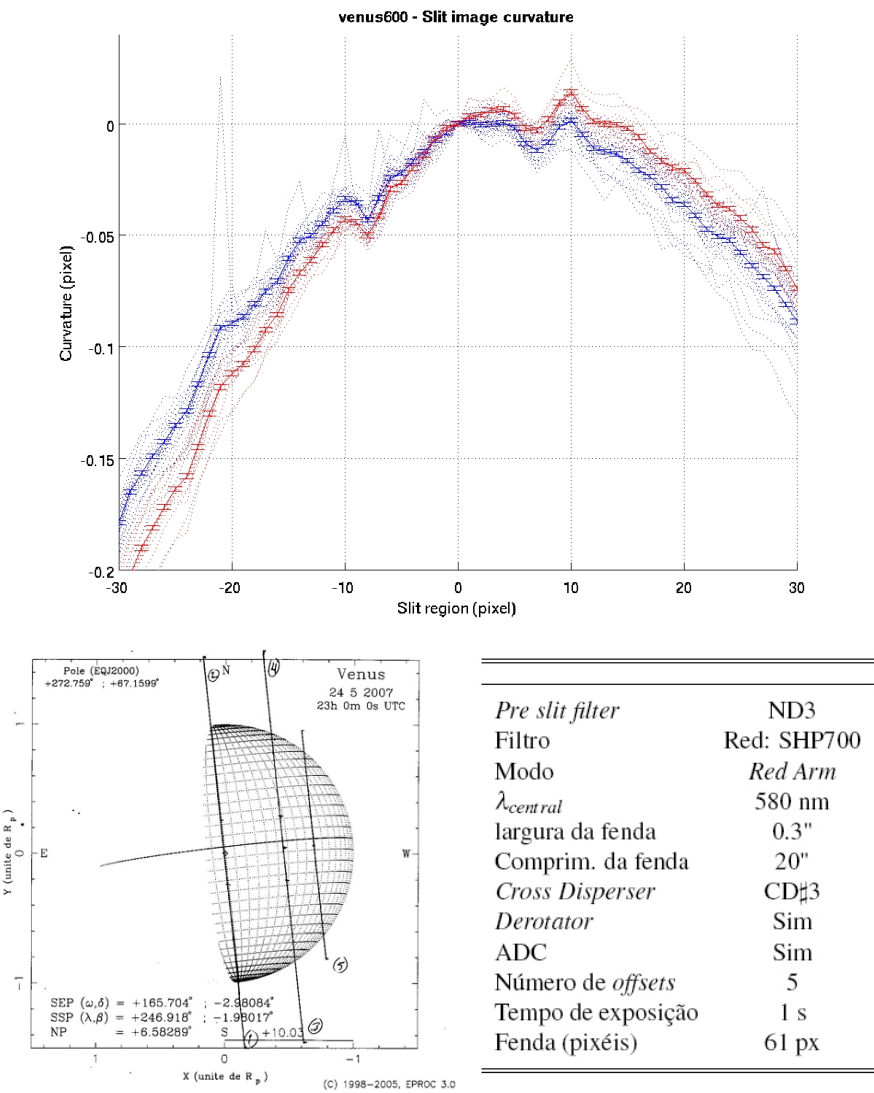


Figura 5.9: curva de calibração da curvatura da imagem da fenda, geometria e características das observações.

92CAPÍTULO 5. APRESENTAÇÃO E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS

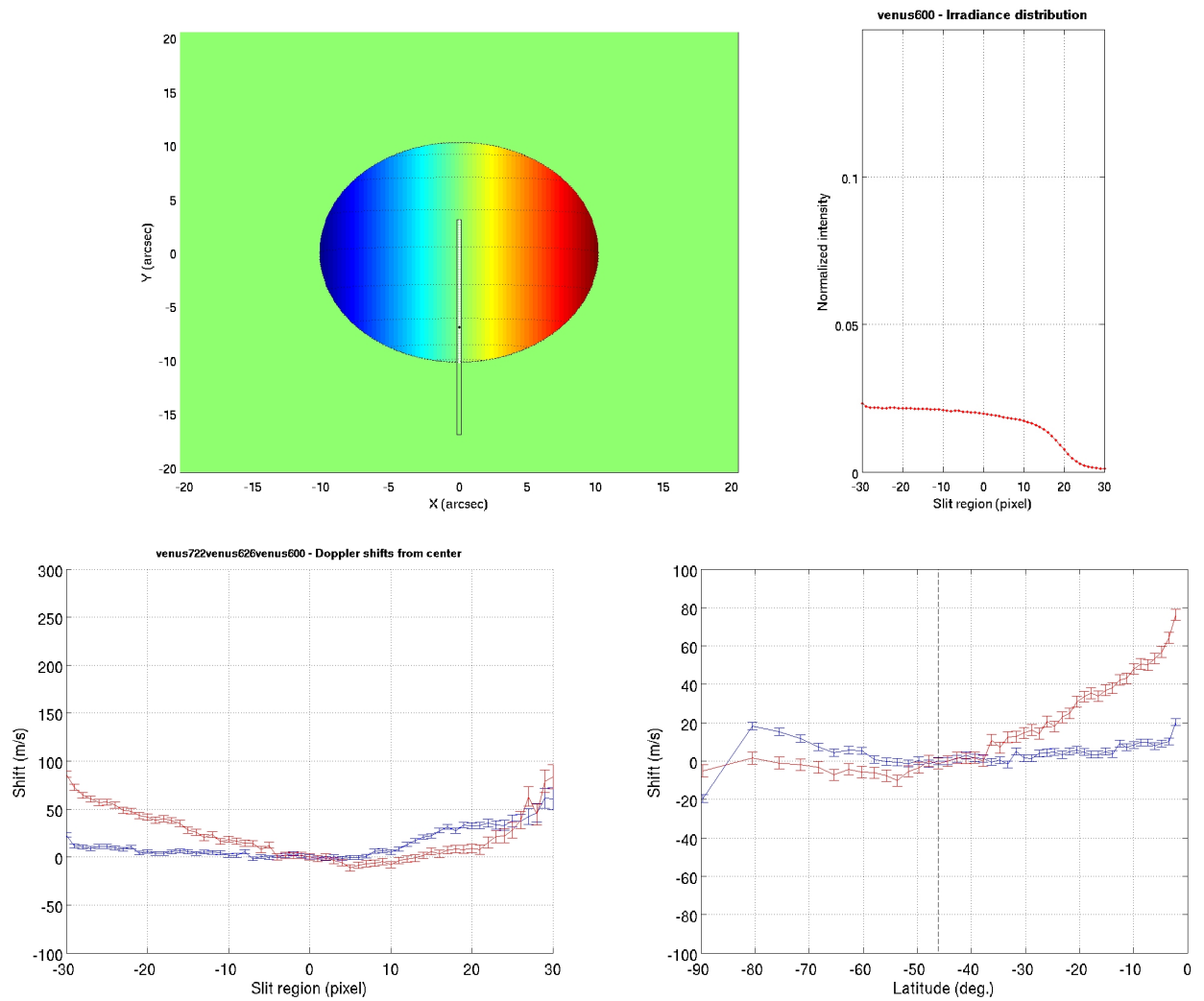


Figura 5.10: Posição da Fenda-1, curva de irradiância, curva da velocidade relativa em função do pixel (ao longo da fenda espectroscópica), e curva da velocidade relativa em função da latitude para o Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007.

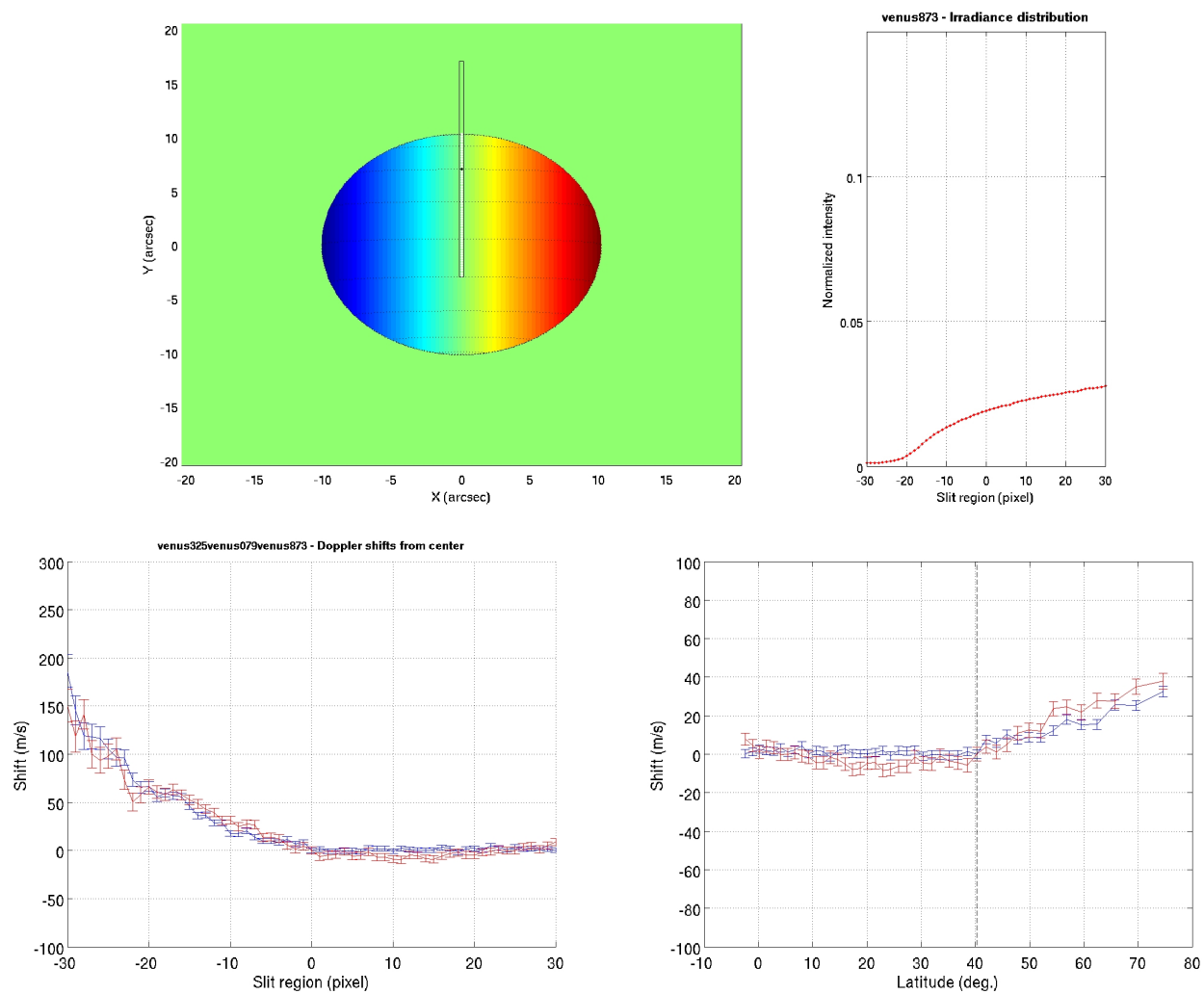


Figura 5.11: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-2, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007.

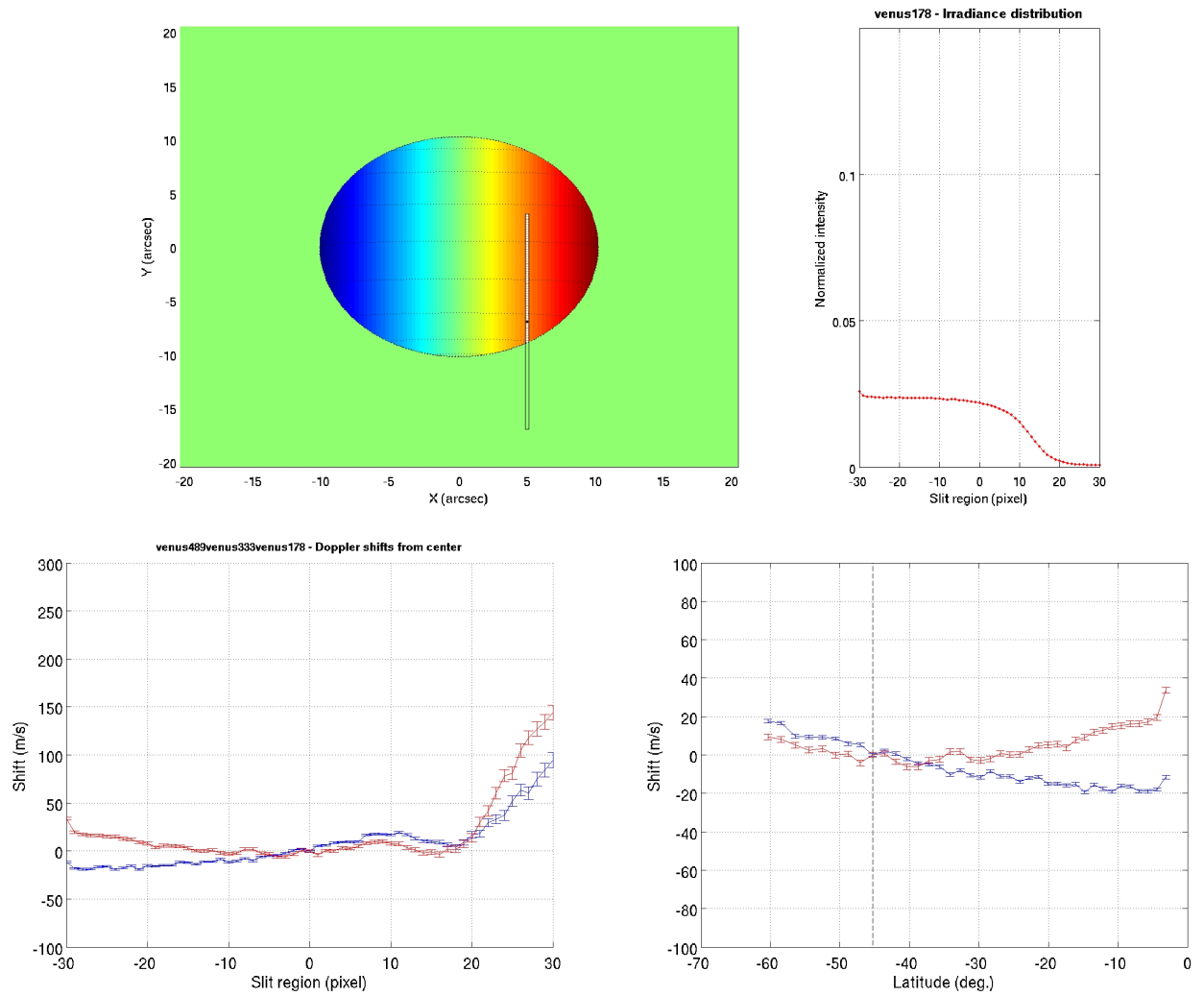


Figura 5.12: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-3, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007.

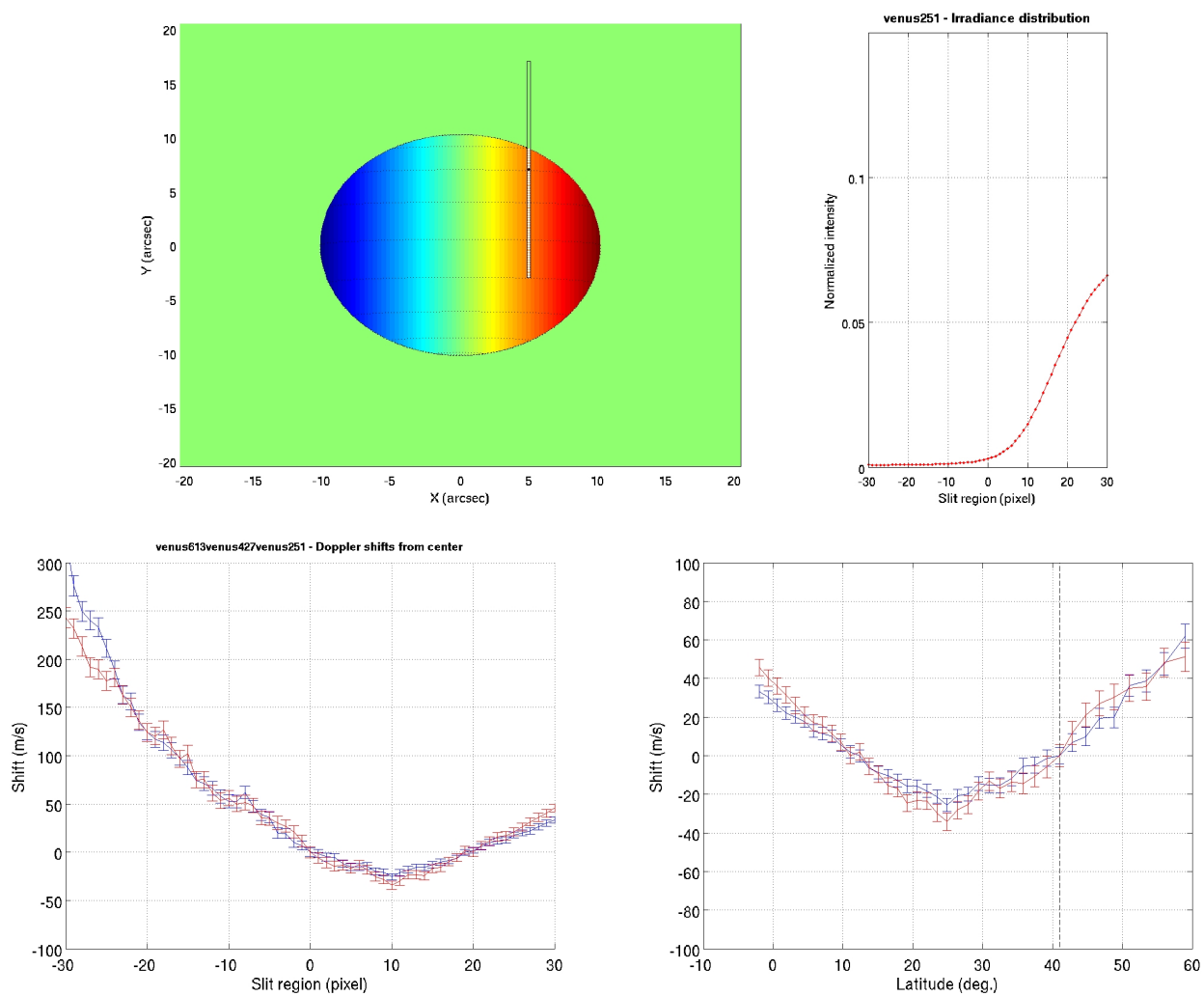


Figura 5.13: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-4, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007.



96CAPÍTULO 5. APRESENTAÇÃO E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS

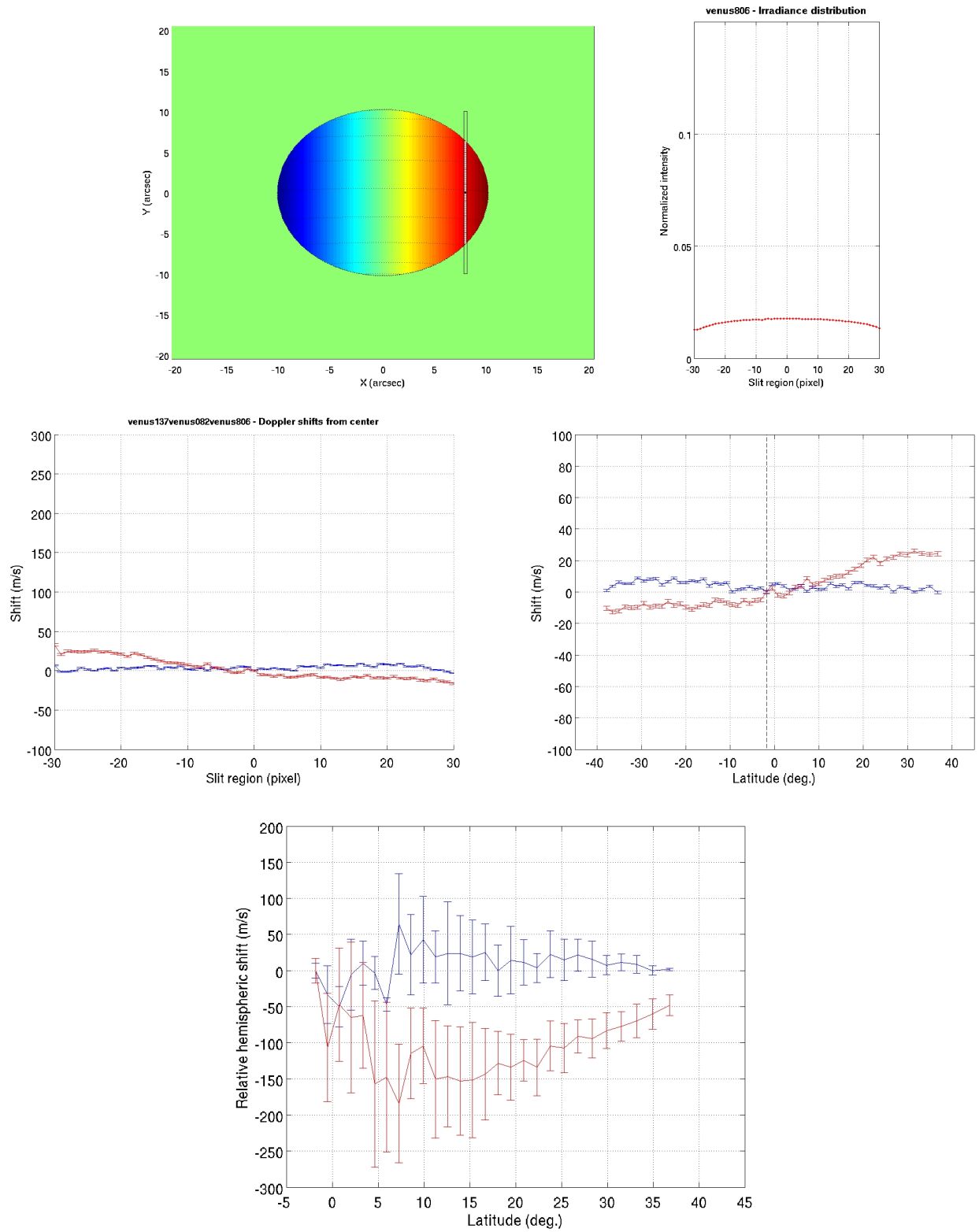


Figura 5.14: Além do mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-5 apresenta-se, em último lugar, o gráfico da diferença de velocidade do vento para pontos a latitudes simétricas, Red-Arm, OBS-ID:379 de 26/05/2007.

5.4.2 Fenda paralela ao eixo de rotação, braço vermelho, 27-05-2007

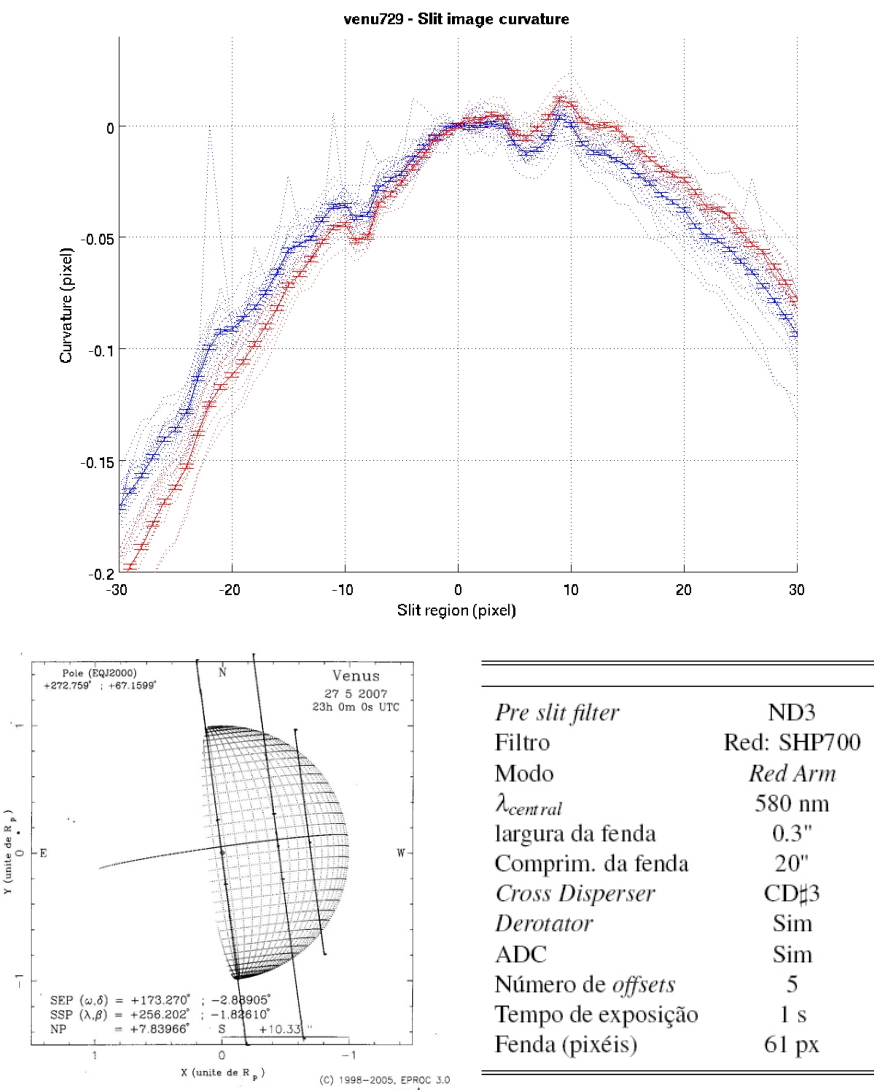


Figura 5.15: Curva de calibração da curvatura da imagem da fenda, geometria e características das observações.

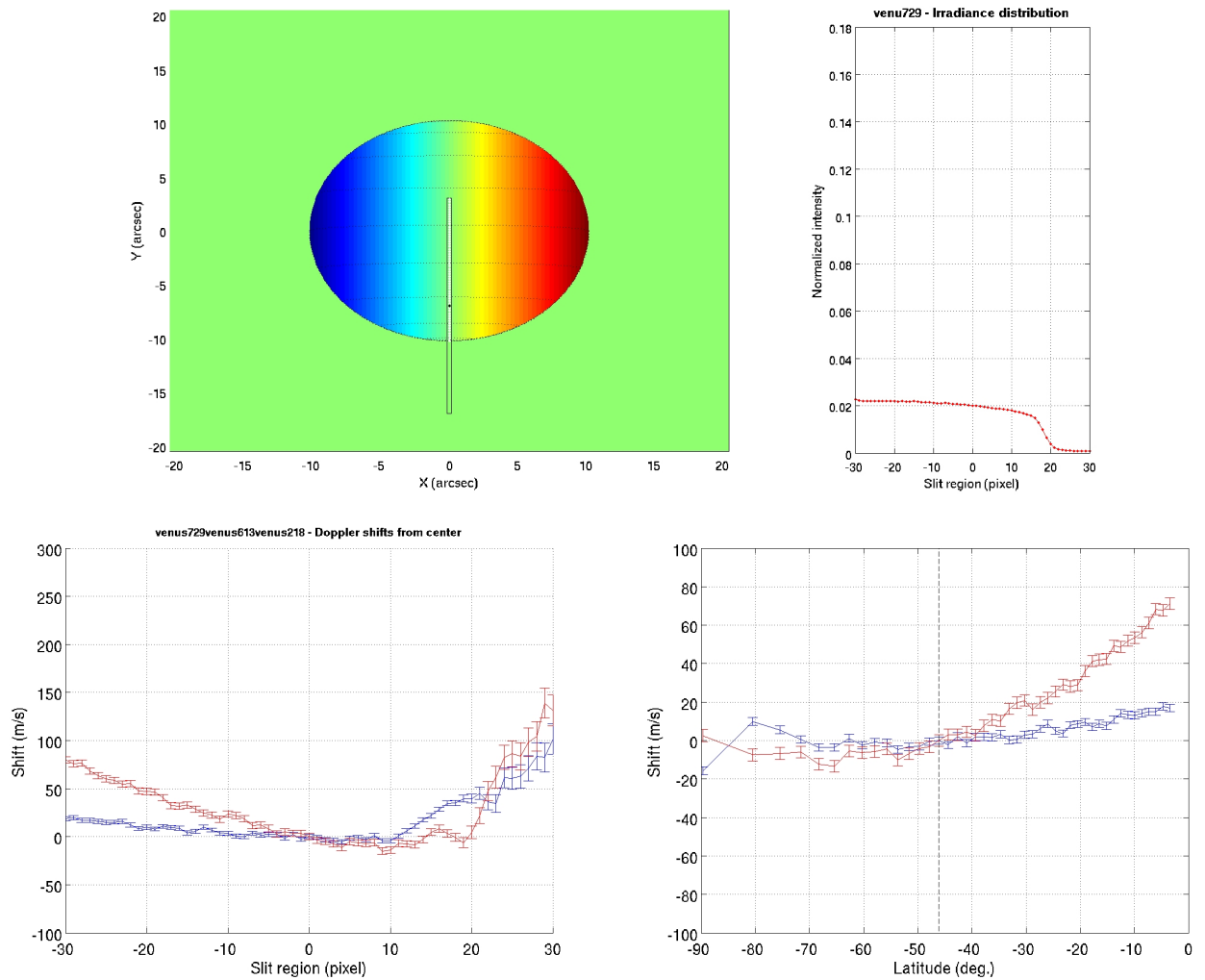


Figura 5.16: Posição da Fenda-1, Posição da Fenda-1, curva de irradiância, curva da velocidade relativa em função do pixel (ao longo da fenda espectroscópica), e curva da velocidade relativa em função da latitude para o Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007.

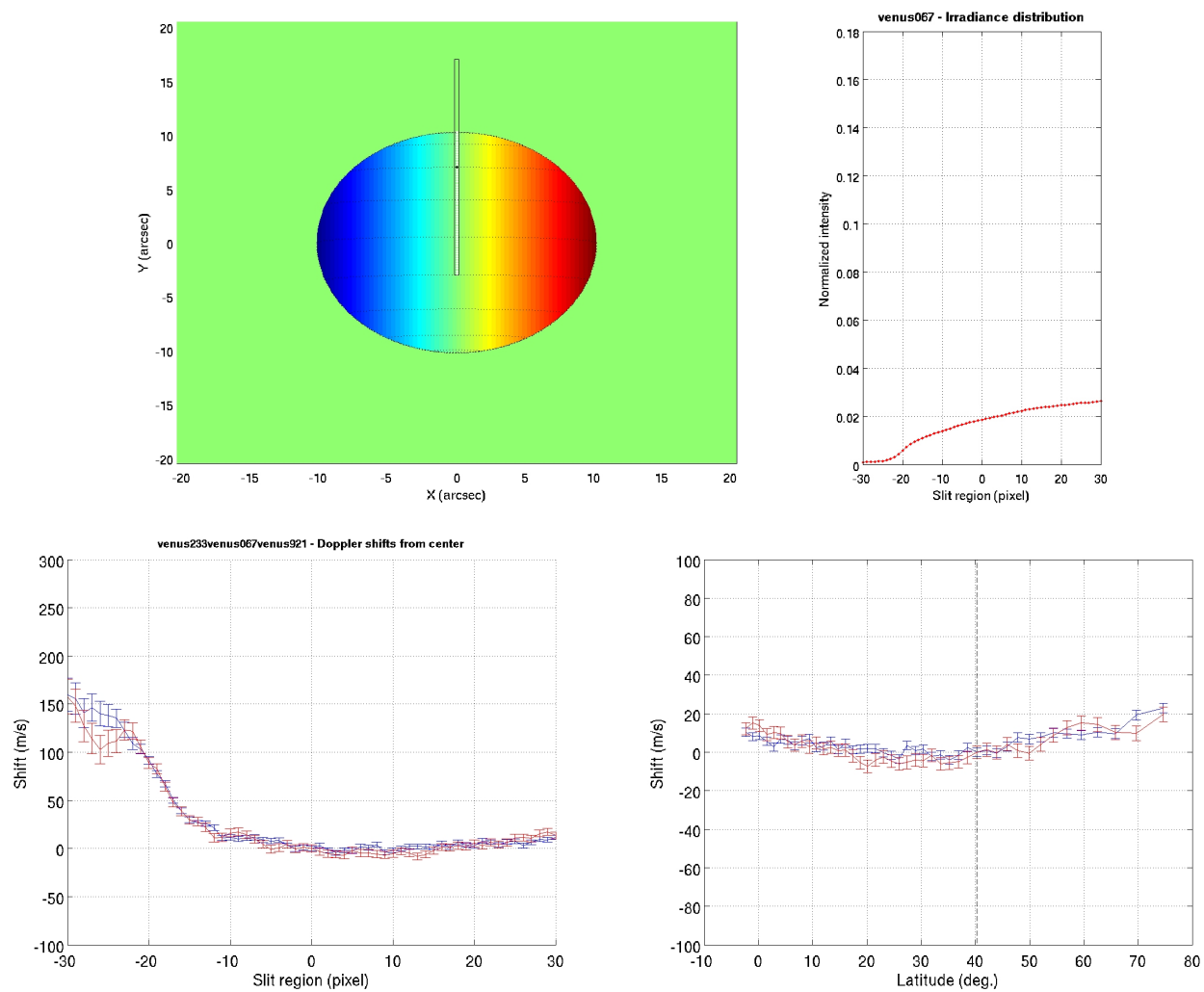


Figura 5.17: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-2, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007.

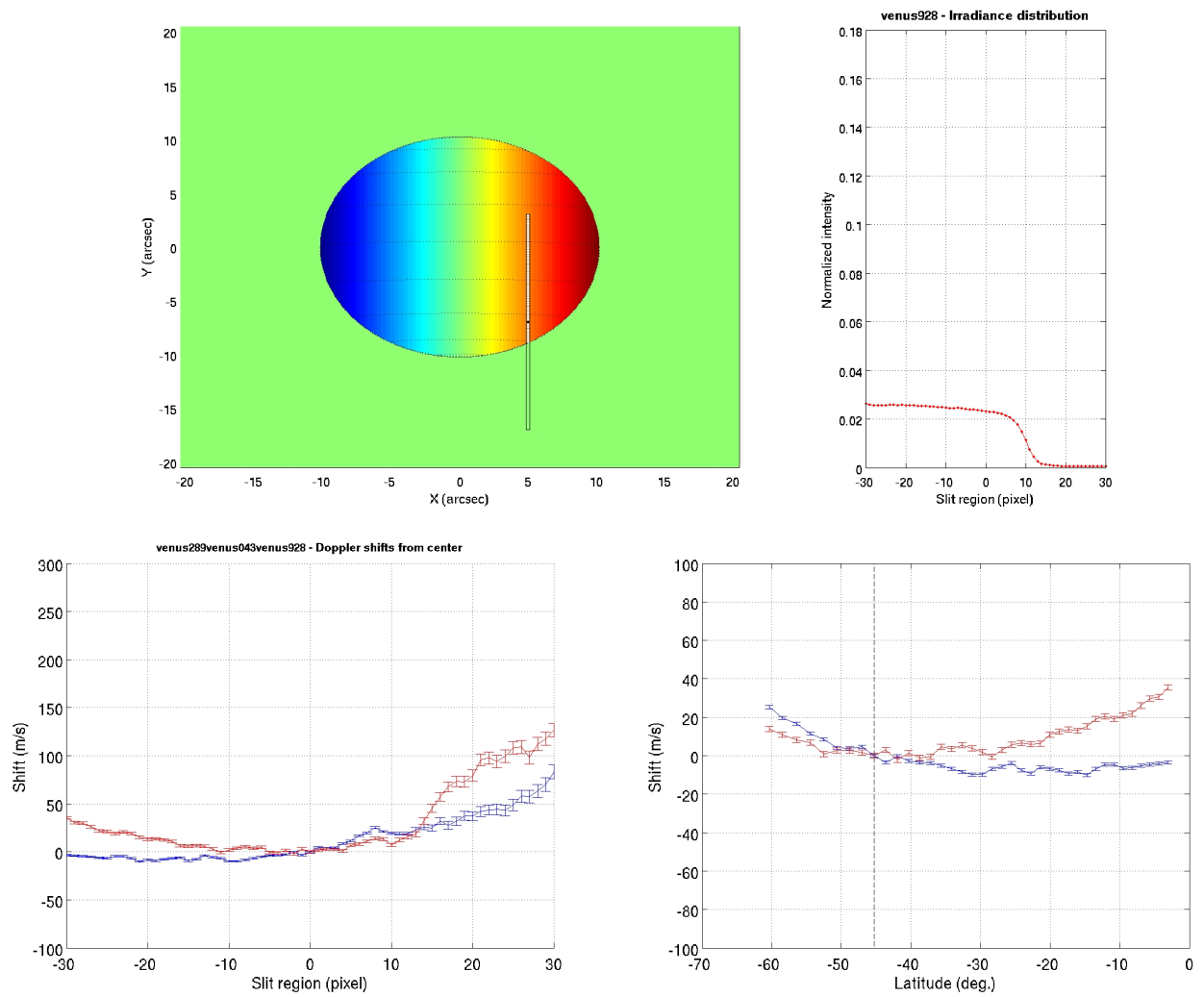


Figura 5.18: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-3, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007.

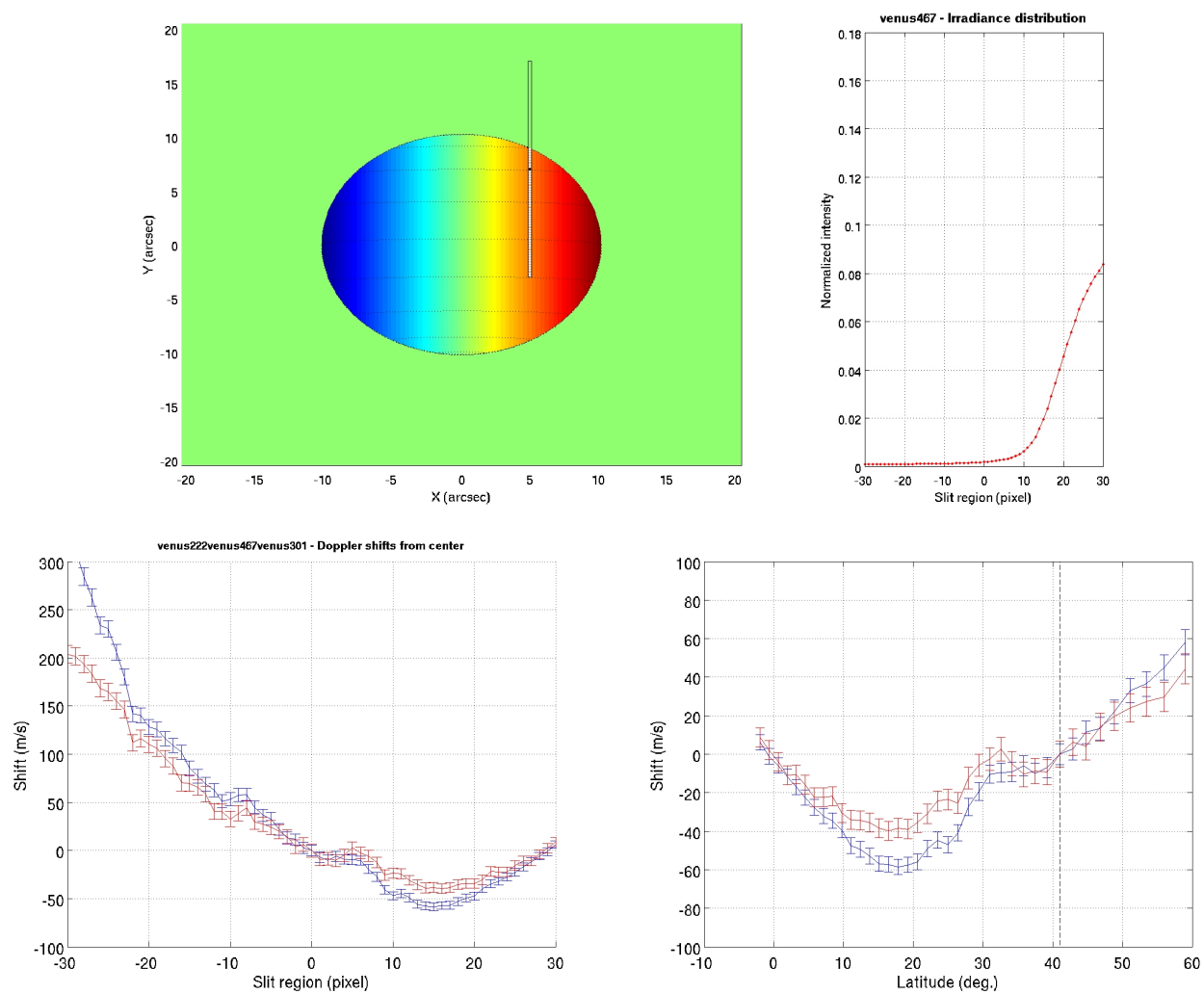


Figura 5.19: O mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-4, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007.

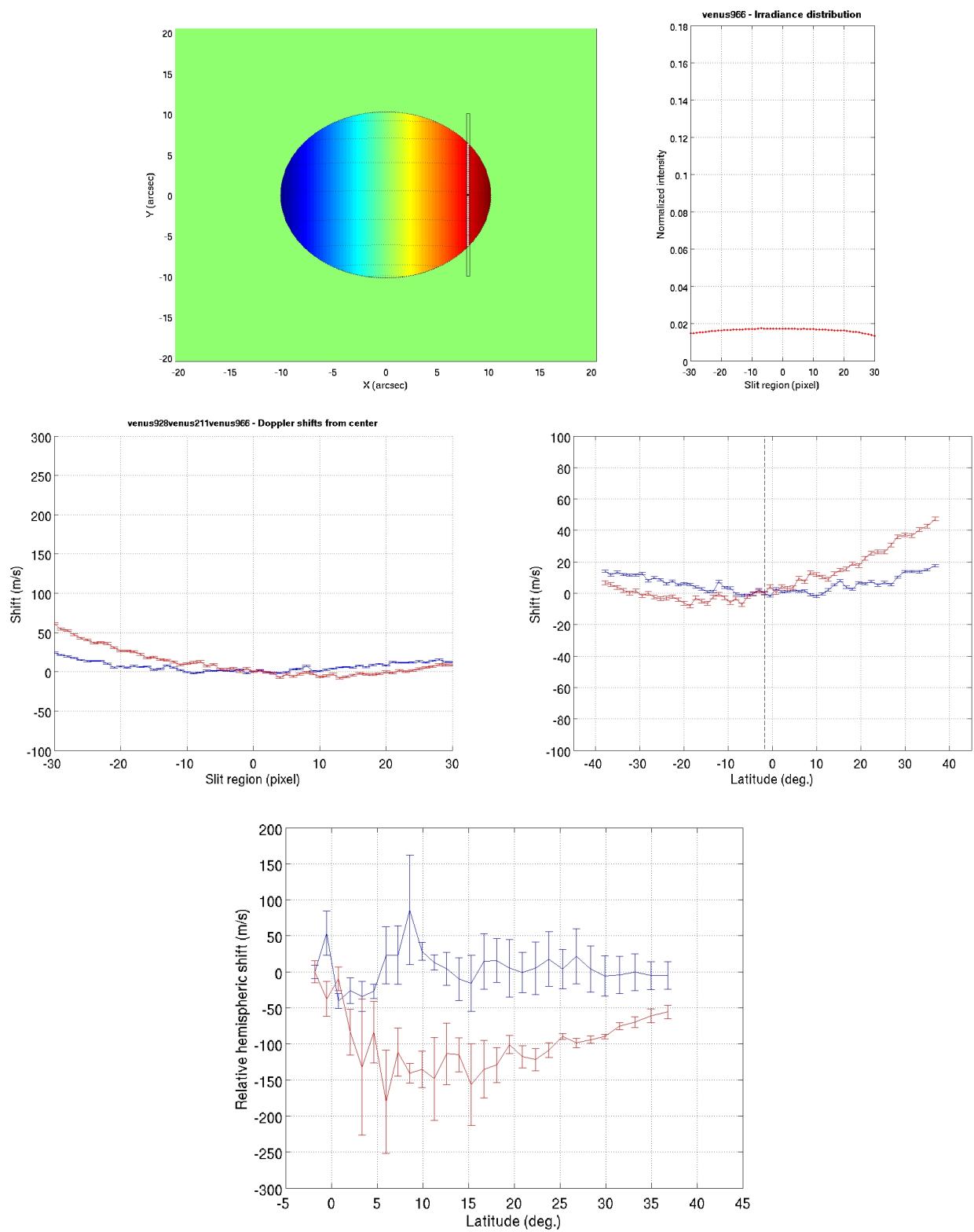


Figura 5.20: Além do mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-5 apresenta-se, em último lugar, o gráfico da diferença de velocidade do vento para pontos a latitudes simétricas, Red-Arm, OBS-ID:376 de 27/05/2007.

5.4.3 Fenda paralela ao eixo de rotação, braço azul, 26-05-2007

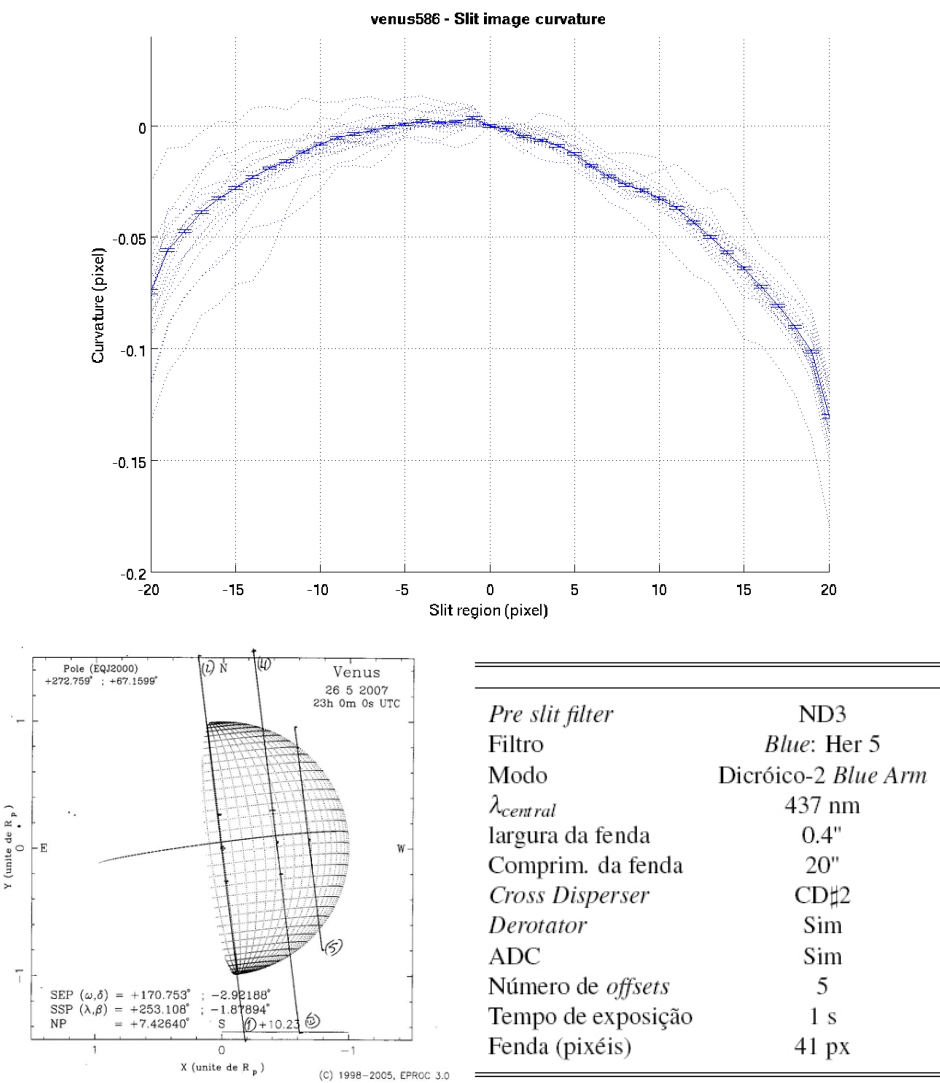


Figura 5.21: Curva de calibração da curvatura da imagem da fenda, geometria e características das observações.



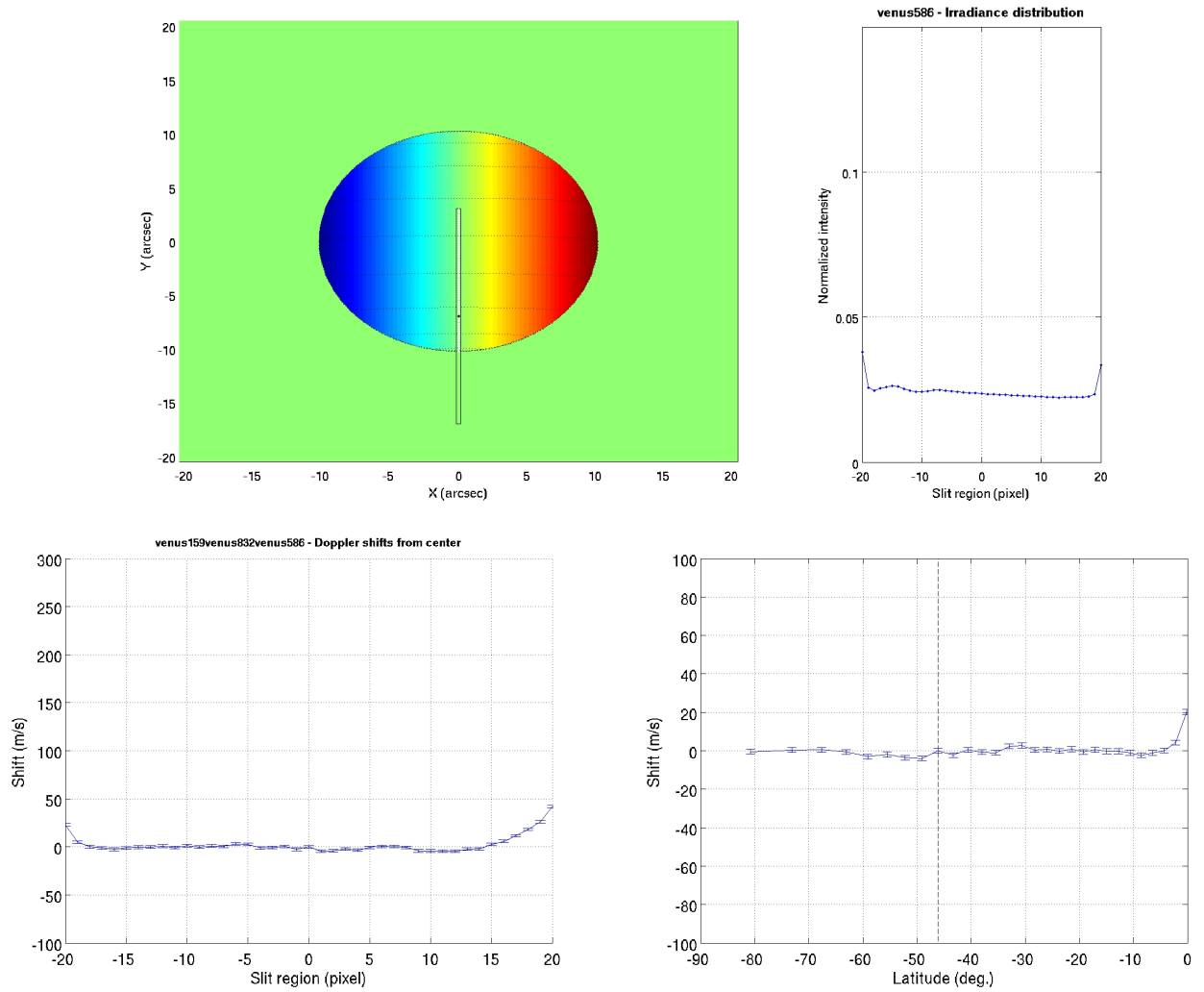


Figura 5.22: Posição da Fenda-1, curva de irradiância, curva da velocidade relativa em função do pixel (ao longo da fenda espectroscópica), e curva da velocidade relativa em função da latitude para o Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007.

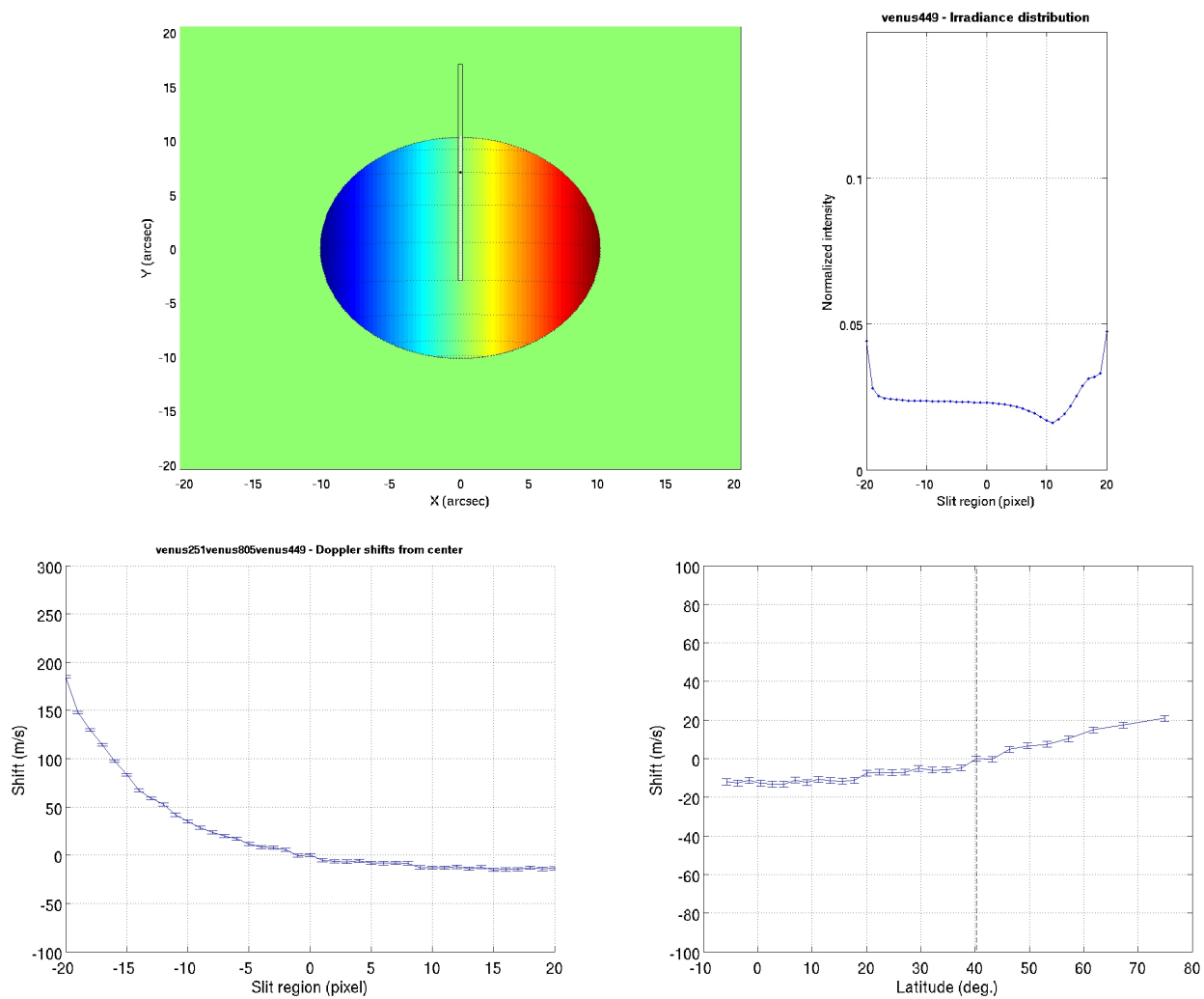


Figura 5.23: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-2, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007.

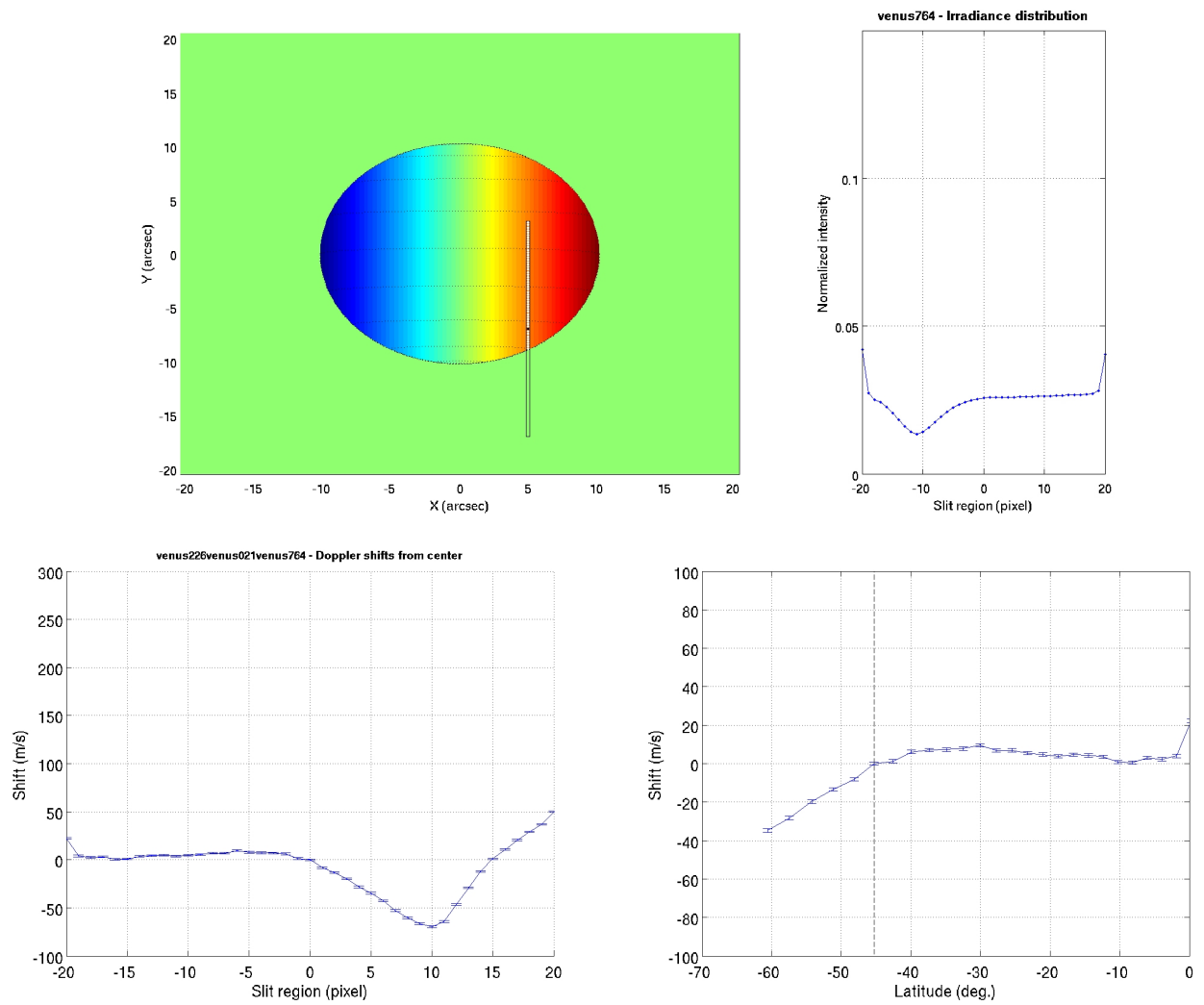


Figura 5.24: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-3, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007.

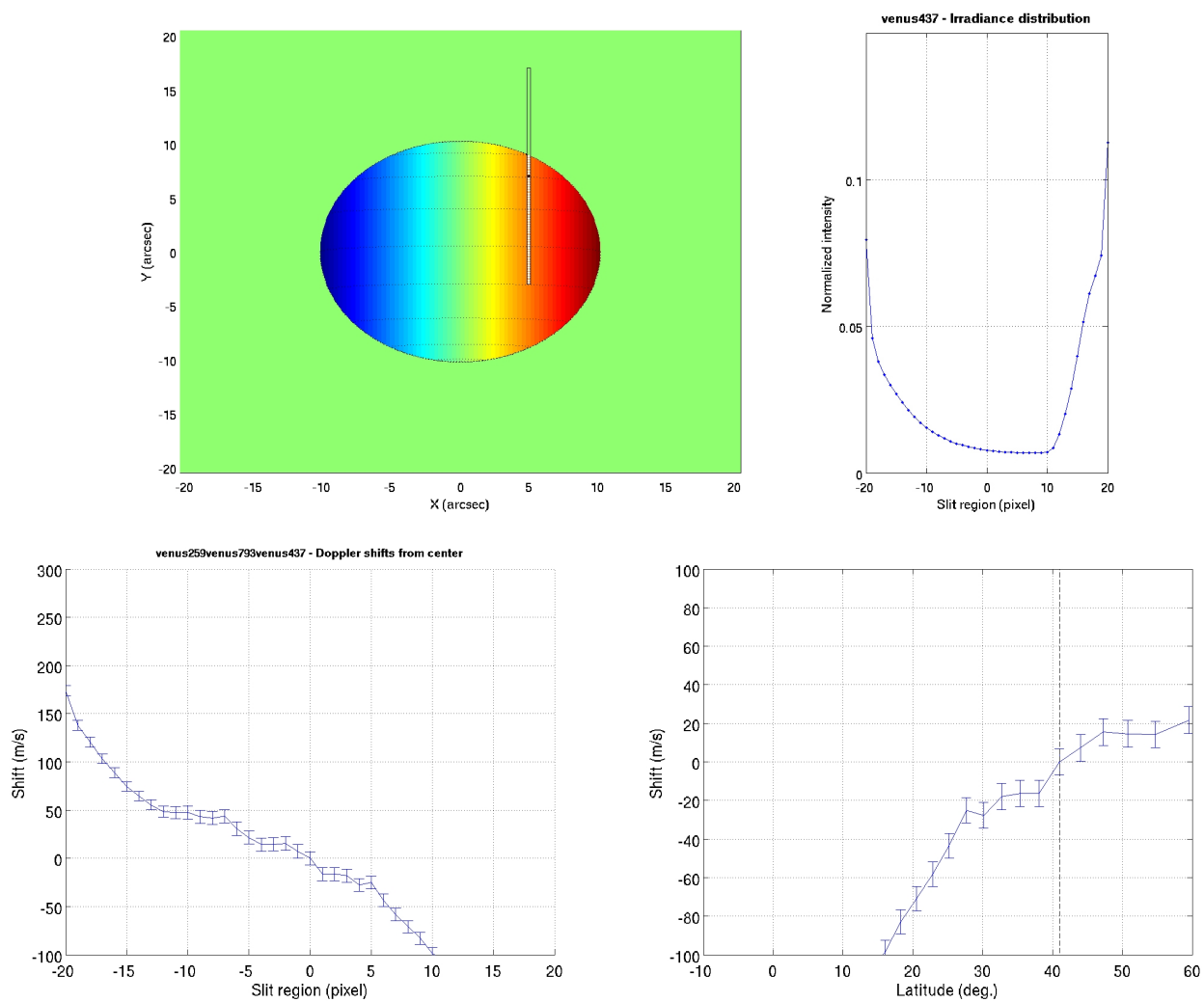


Figura 5.25: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-4, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007.

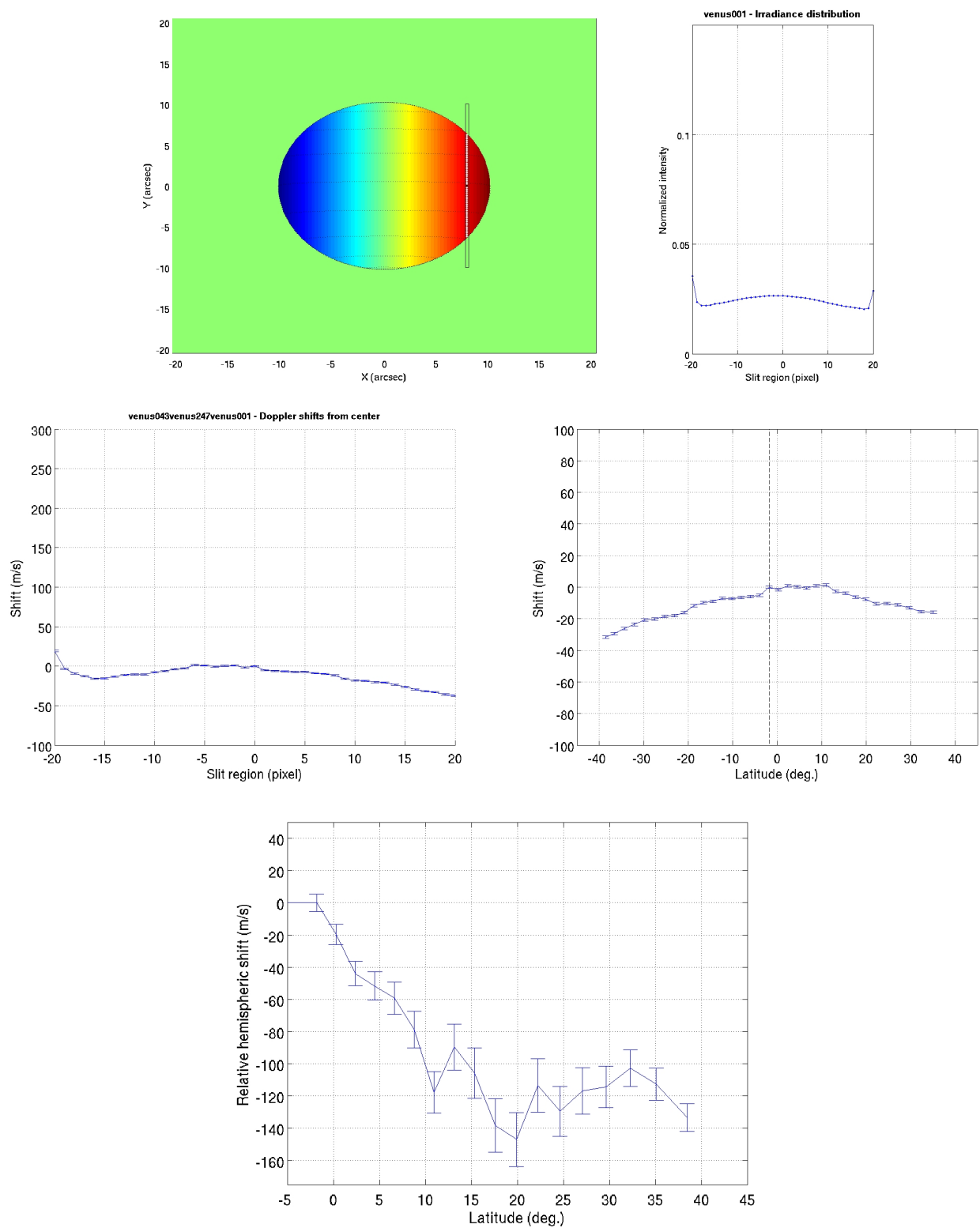


Figura 5.26: Além do mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-5 apresenta-se, em último lugar, o gráfico da diferença de velocidade do vento para pontos a latitudes simétricas, Blue-Arm, OBS-ID:378b de 26/05/2007.

5.4.4 Fenda paralela ao eixo de rotação, braço azul, 27-05-2007

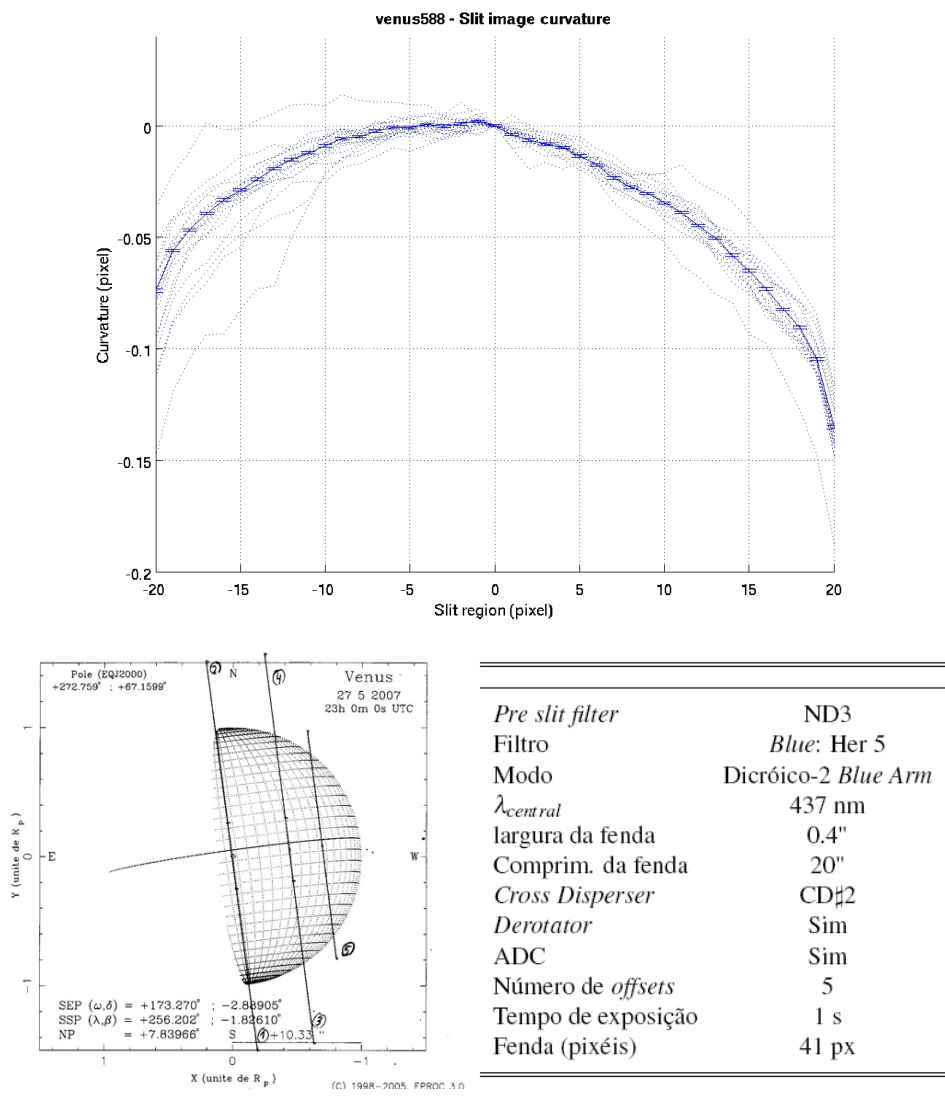


Figura 5.27: Curva de calibração da curvatura da imagem da fenda, geometria e características das observações.

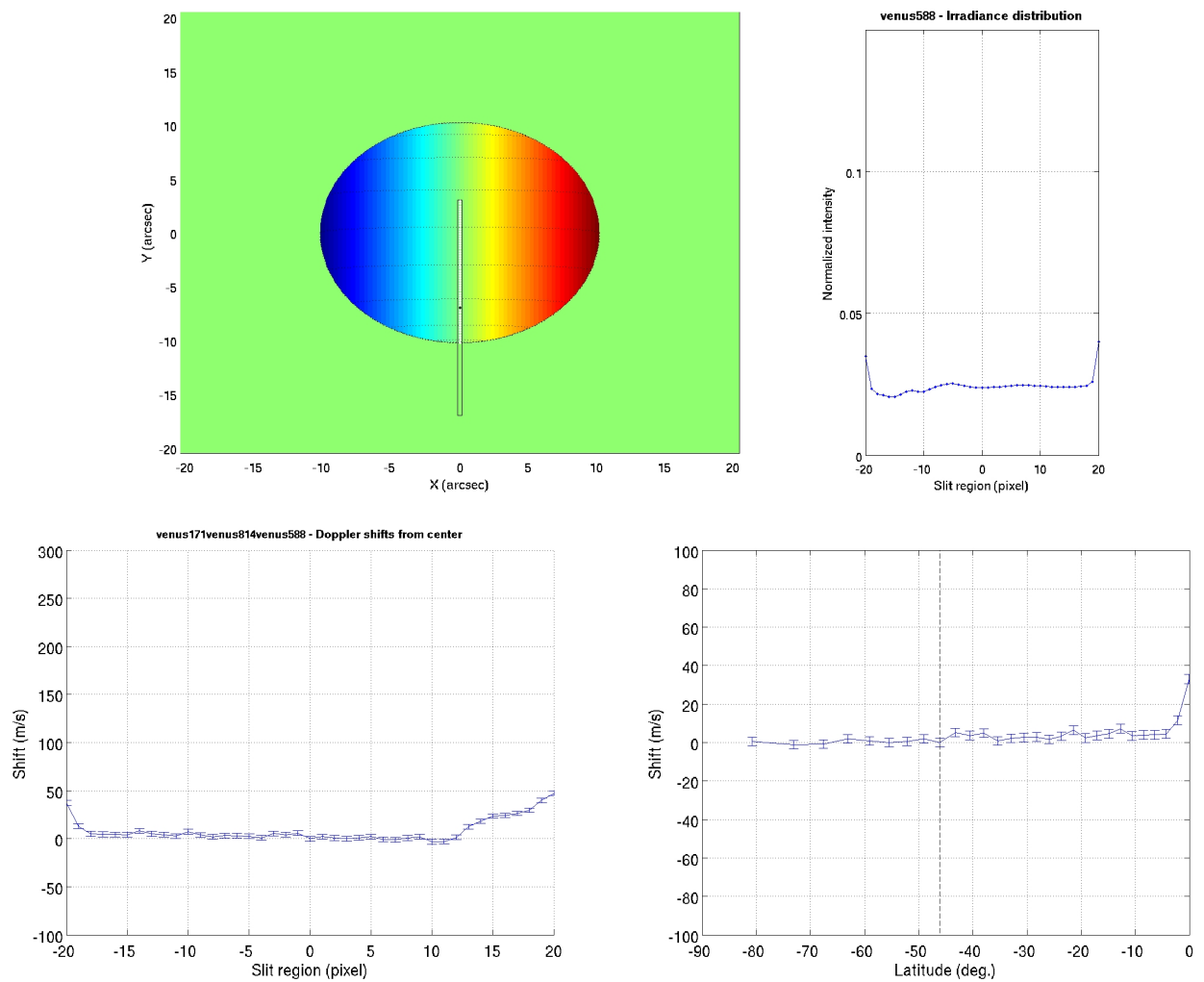


Figura 5.28: Posição da Fenda-1, curva de irradiância, curva da velocidade relativa em função do pixel (ao longo da fenda espectroscópica), e curva da velocidade relativa em função da latitude para o Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007.

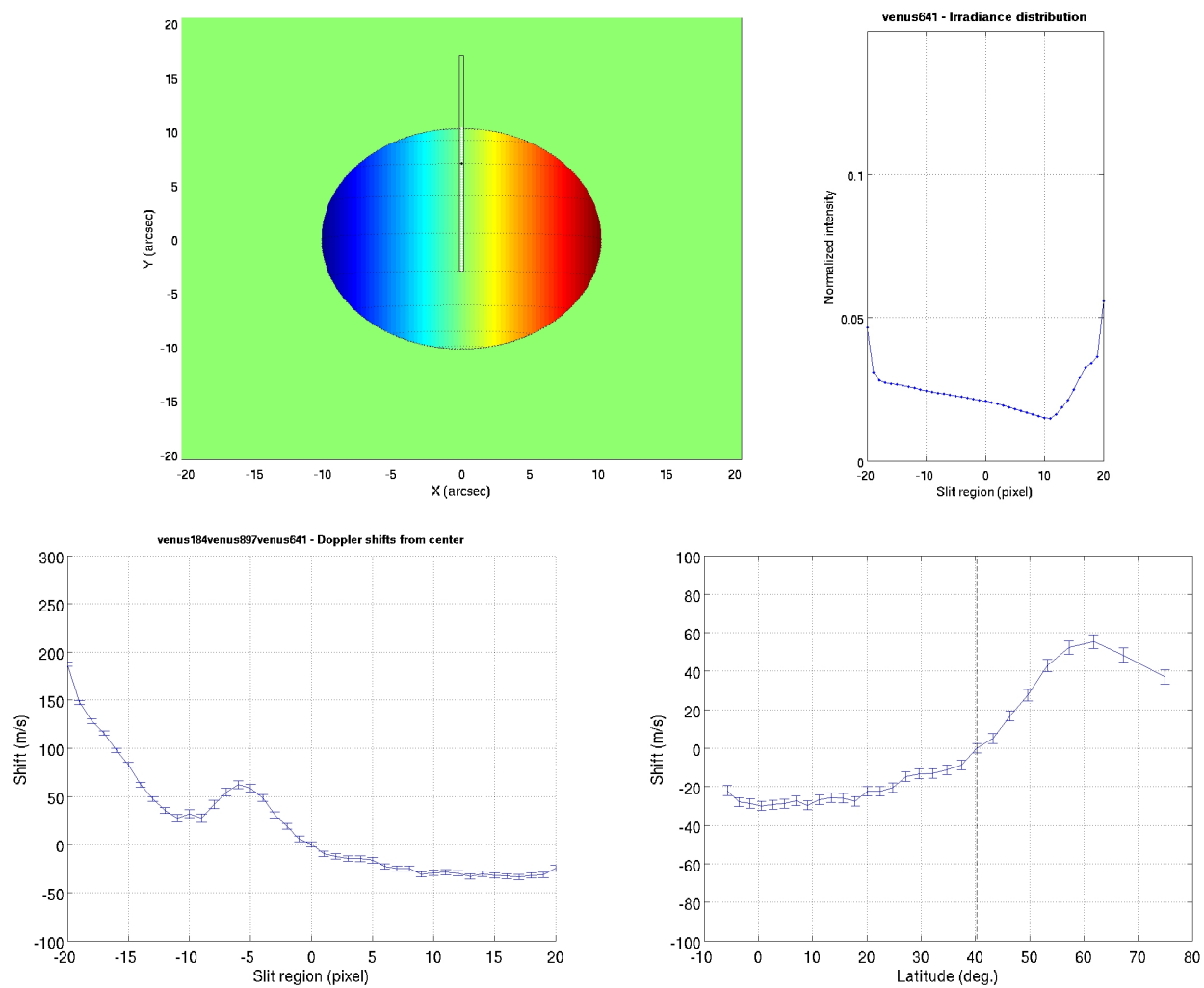


Figura 5.29: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-2, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007.



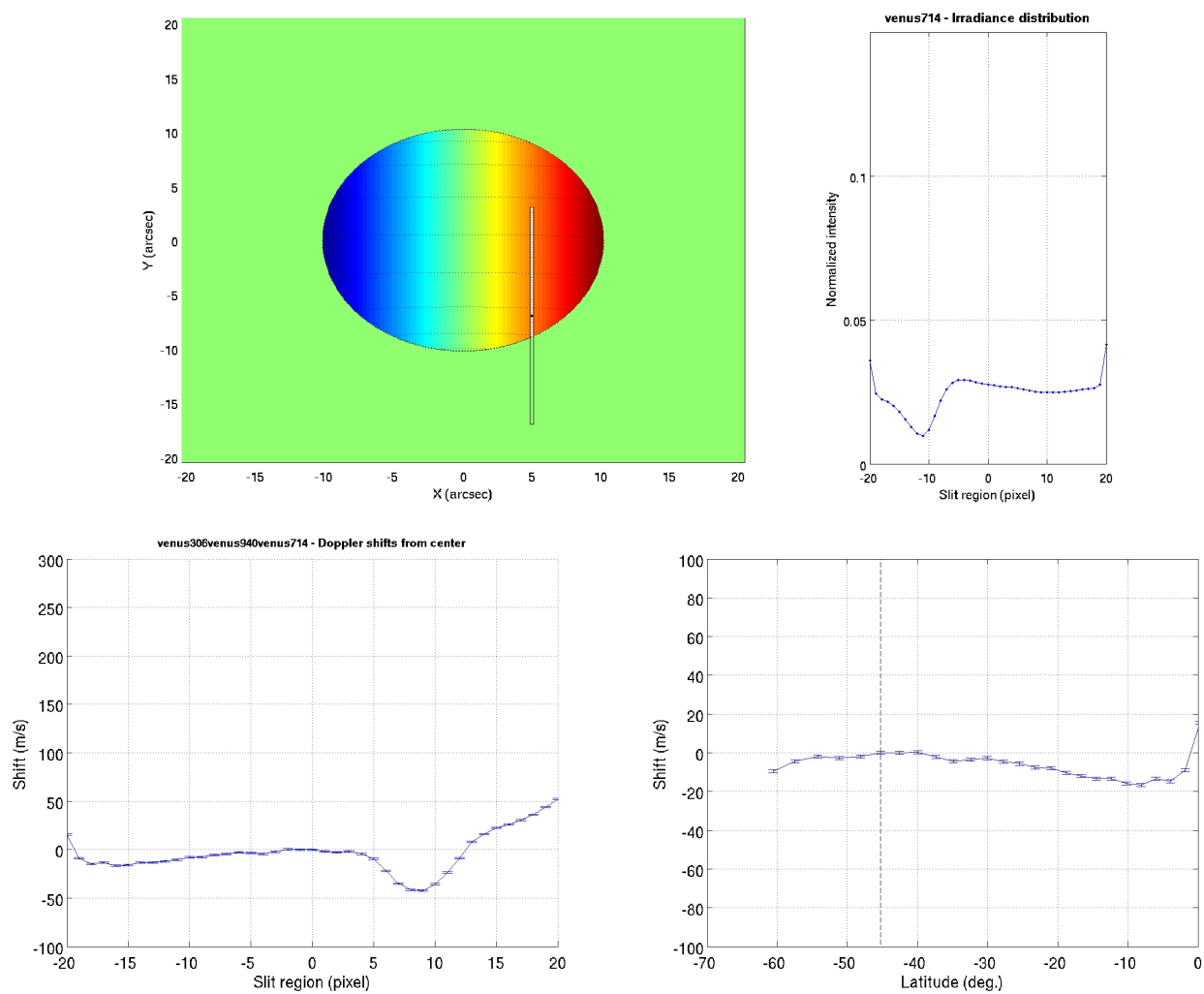


Figura 5.30: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-3, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007.

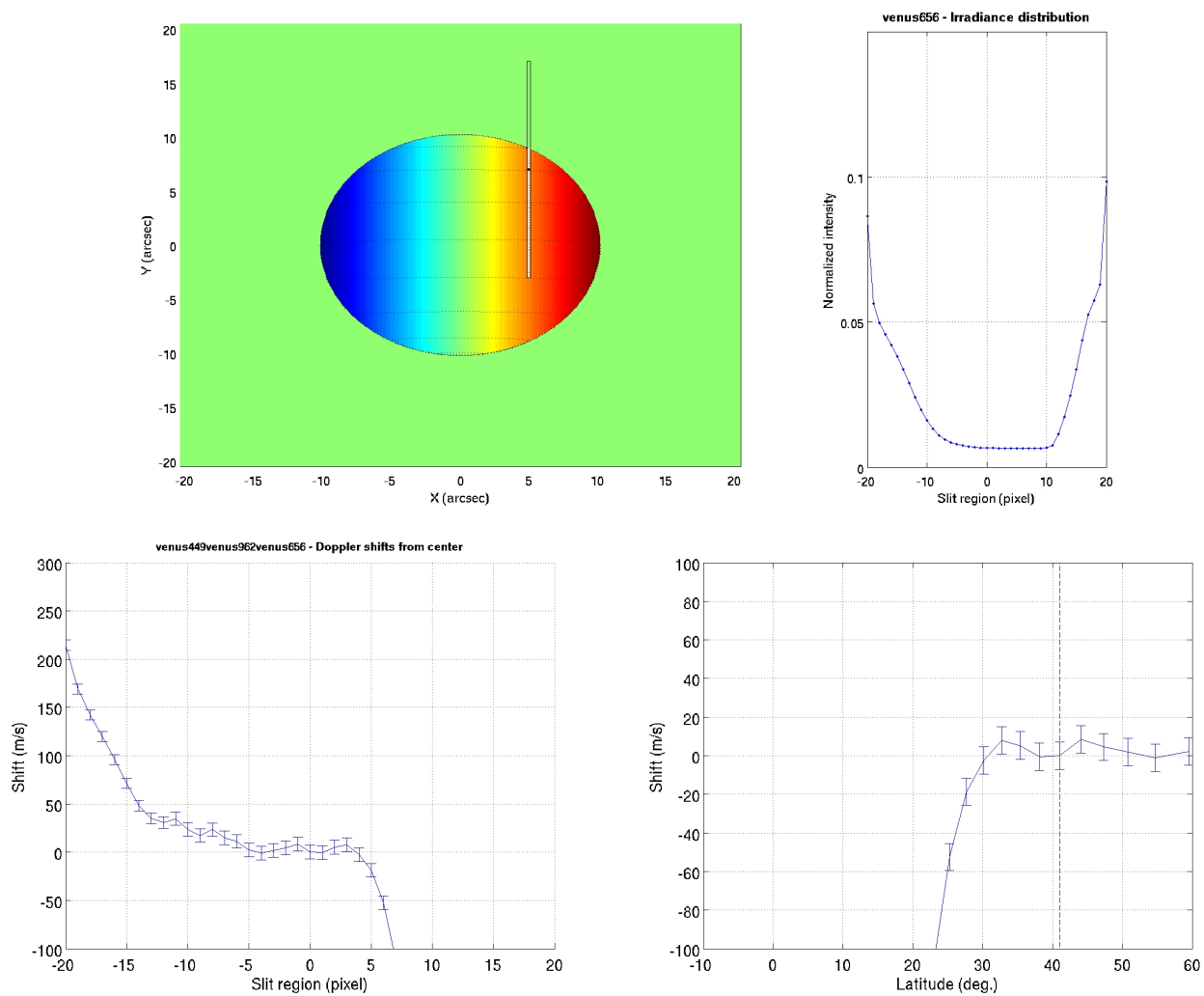


Figura 5.31: O mesmo que na figura anterior mas para a posição fenda-4, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007.

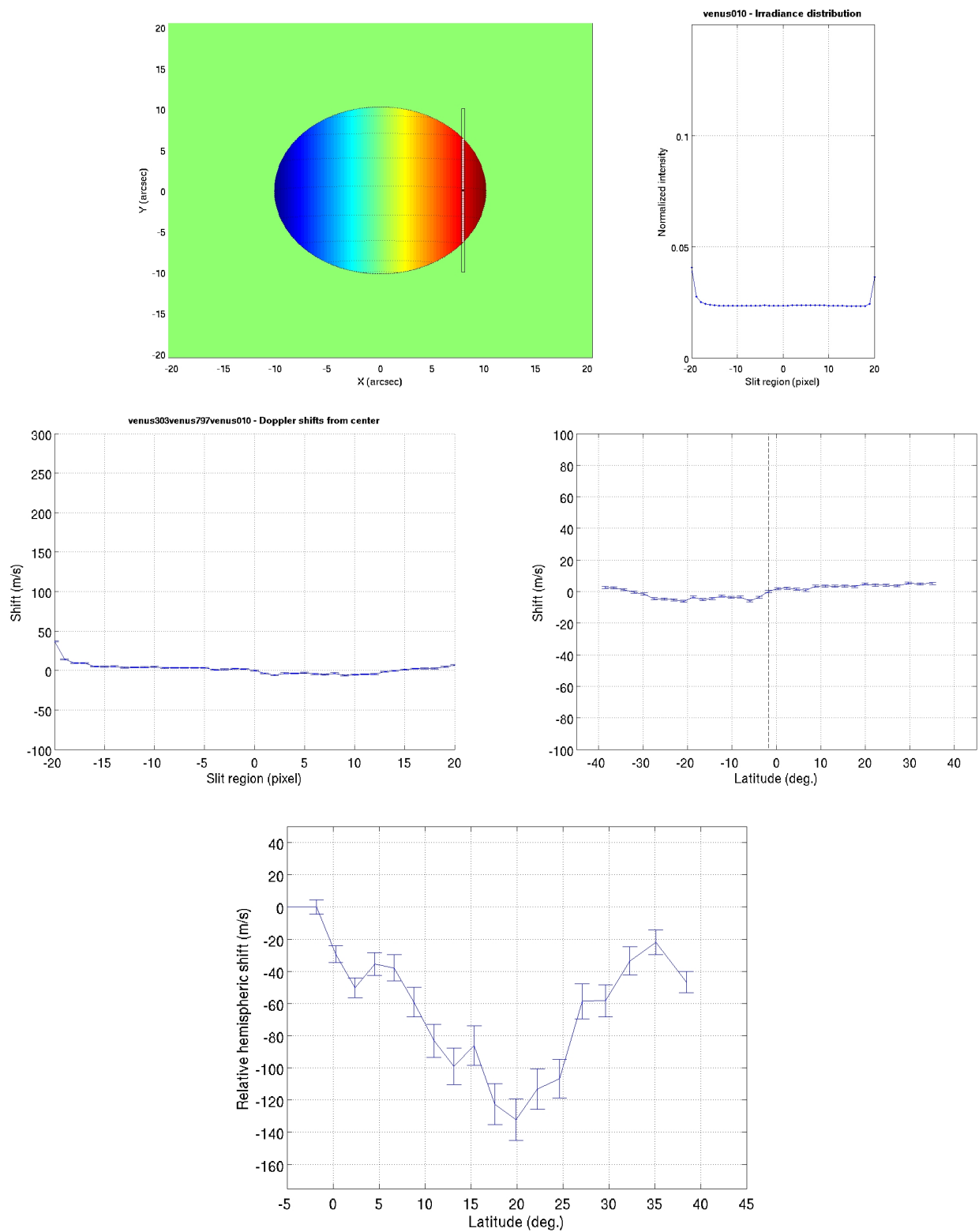


Figura 5.32: Além do mesmo que na figura anterior mas para a posição da fenda-5 apresenta-se, em último lugar, o gráfico da diferença de velocidade do vento para pontos a latitudes simétricas, Blue-Arm, OBS-ID:377b de 27/05/2007.

5.4.5 Fenda perpendicular ao eixo de rotação, braço vermelho, 04-06-2007

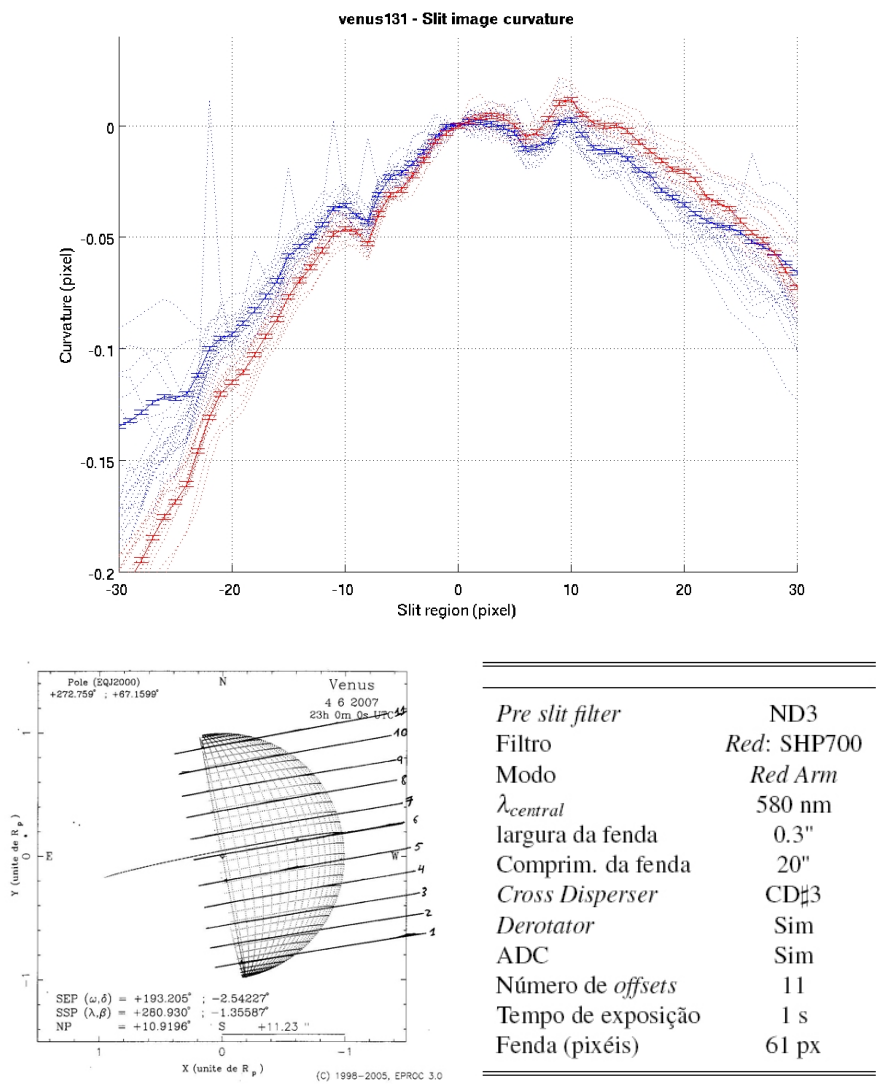


Figura 5.33: Curva de calibração da curvatura da imagem da fenda, geometria e características das observações.

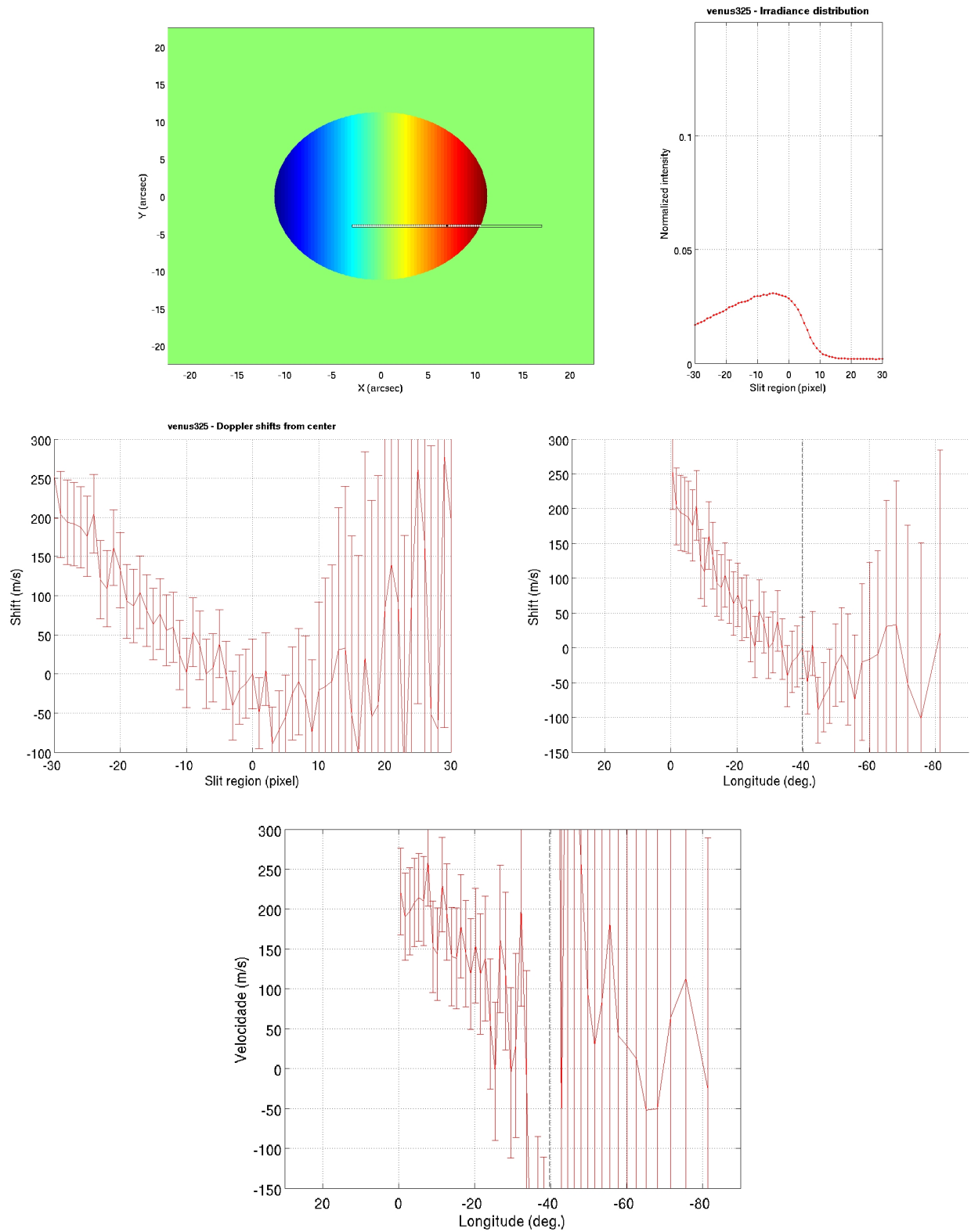


Figura 5.34: Posição da Fenda-4 (latitude:  $23^\circ$  Sul) perpendicular ao eixo de rotação planetário, curva de irradiância, curva da velocidade relativa em função do pixel (ao longo da fenda espectroscópica), curva da velocidade relativa em função da longitude, magnitude do vento zonal em função da longitude, já corrigida do efeito geométrico e do efeito de Young. Red-Arm, OBS-ID:374 de 04/06/2007.

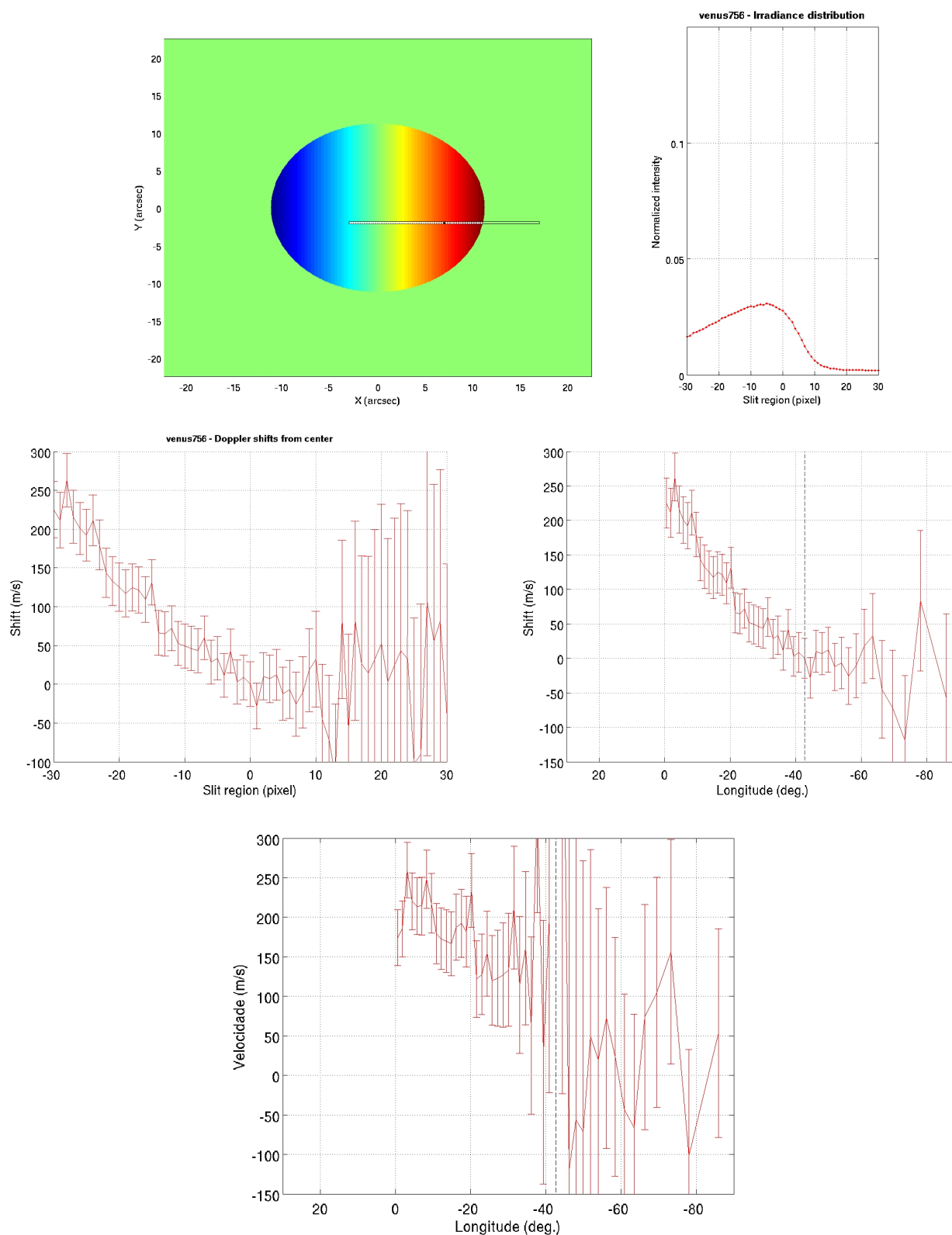


Figura 5.35: Mesmo que na figura anterior mas para a fenda na posição-5 (latitude: 13° Sul), OBS-ID:374 de 04/06/2007.

118CAPÍTULO 5. APRESENTAÇÃO E INTERPRETAÇÃO DOS RESULTADOS

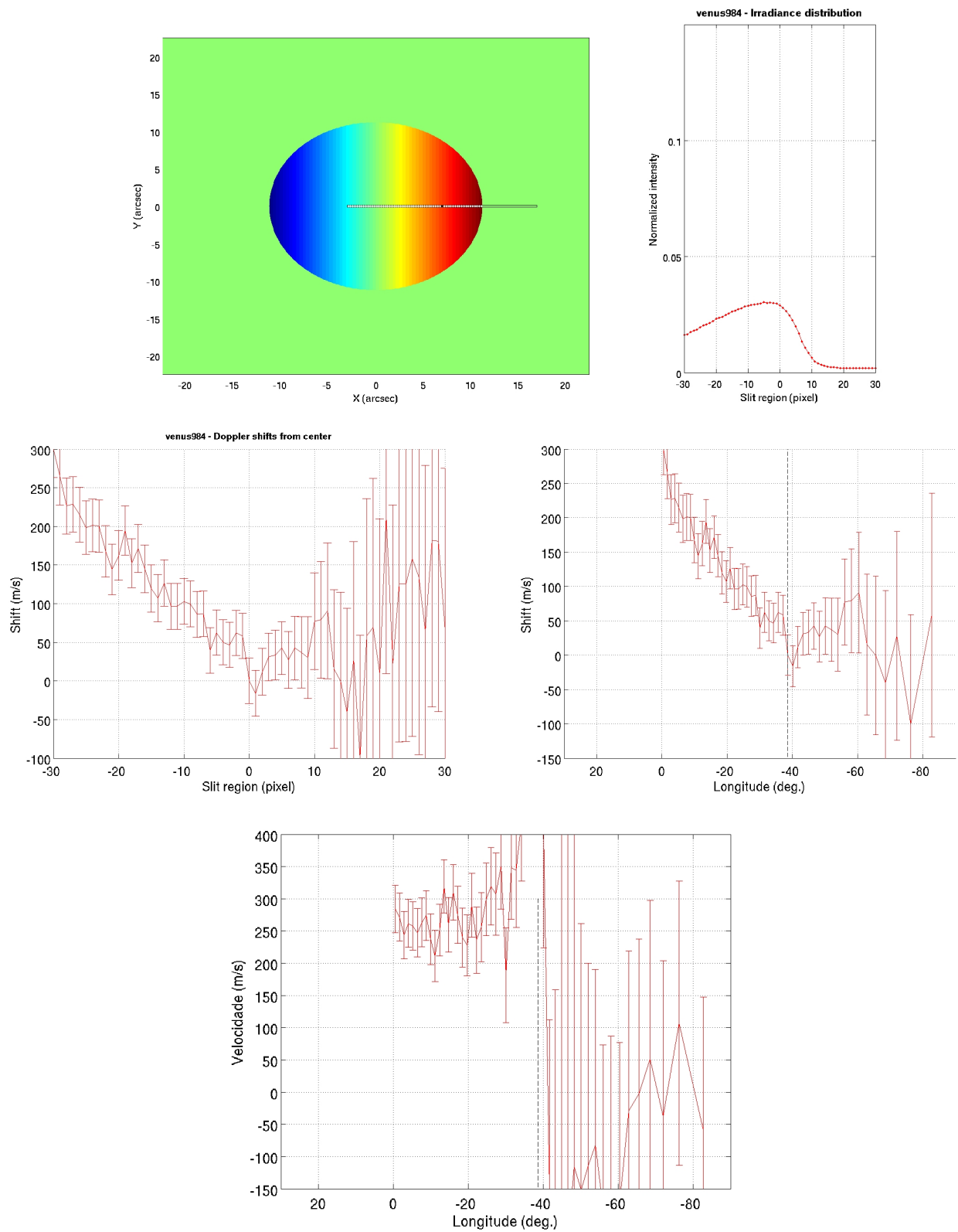


Figura 5.36: Mesmo que na figura anterior mas para a fenda na posição-6 (latitude: 2° Sul), OBS-ID:374 de 04/06/2007.

## 5.5 Interpretação dos gráficos e valores de vento obtidos

O método espectroscópico de alta precisão na determinação de velocidades radiais, utilizado neste trabalho, baseia-se no facto dos comprimentos de onda associados às riscas de Fraunhofer da radiação dispersa sofrerem um desvio Doppler que é função da velocidade de rotação das partículas dispersoras e movimento relativo ao Sol, por parte do movimento do planeta em bloco. A análise do espectro dessa radiação permite a determinação directa da velocidade do vento e a sua direcção.

Podemos verificar pela análise dos gráficos apresentados, a existência de um sistema de ventos zonais que variam com a latitude, apresentando magnitudes maiores na região equatorial. Os ventos medidos são, em geral, retrógrados (o que iremos justificar de seguida), mas apresentam flutuações quer na magnitude, quer na direcção. Pode-se também constatar a assimetria entre os valores de velocidade obtidos pelo CCD-MIT (a vermelho nos gráficos) e o CCD-EEV (a azul nos gráficos), sendo notório as magnitudes mais elevadas medidas pelo MIT. Isto deve ter como causa primeira o facto de comprimentos de onda diferentes sondarem altitudes diferentes da atmosfera, visto que a opacidade é função do comprimento de onda.

É notória a assimetria entre o hemisfério Norte e Sul, facto que pode ser analisado com detalhe nos gráficos respeitantes às observações efectuadas com a fenda na posição 5 (paralela ao eixo de rotação), principalmente no último gráfico de cada um desses *offsets*, pois são gráficos que nos dão a velocidade diferencial entre pontos que estão a latitudes simétricas, possibilitando assim uma comparação directa entre os dois hemisférios nessas observações.

É de ter sempre presente ao interpretar os gráficos que eles apresentam velocidades diferenciais em relação ao ponto central da fenda e não velocidades absolutas. Também é de lembrar que nos gráficos em função do pixel e para as exposições com a fenda paralela ao eixo de rotação, a parte de baixo da fenda encontra-se à direita do gráfico correspondente.

Para cada bloco de observações apresenta-se, em primeiro lugar, o gráfico com a curva de calibração em comprimento de onda. Esta curvatura da imagem de fenda é subtraída ao desvio do espectro pelo processo de redução de dados utilizado (e já referido no capítulo 4), constata-se que essas curvas obtidas para cada bloco de observações mantêm-se estáveis. Junto com estes gráficos vem uma tabela com as características das observações contidas no lote dessa data. O esquema com as posições da fenda sobre o disco planetário na sequência dos *offsets* deste bloco de observações ajudará também à interpretação dos dados obtidos.

Vamos agora analisar os gráficos respeitantes às observações efectuadas no dia 26-05-2007, com o braço vermelho do espectrógrafo. A primeira imagem da



figura-5.10 mostra um esquema com a fenda na posição de observação 1, fenda paralela ao eixo de rotação planetário. As cores da figura são meramente indicativas do sentido de rotação planetário (retrógrado) de Este para Oeste. A curva de irradiância relativa, que vem a seguir, mostra o fluxo comparativo de radiação que entra na fenda ao longo dos vários pixéis, podemos verificar a queda acentuada da irradiância quando a fenda está sobre uma zona de céu.

Para as curvas de velocidade (desvio Doppler) em função do pixel e em função da latitude que se apresentam a seguir, podemos já registrar numa primeira impressão a diferença de comportamento das curvas provenientes do detector EEV (a azul) e do MIT (a vermelho). Assim, podemos constatar que a velocidade relativa entre a do pixel central e as referentes aos outros pixéis sobre a janela de observação da fenda variam muito pouco para o detector EEV, sendo quase nula a variação para os pontos acima do pixel central, enquanto que nos pixéis abaixo há algum desvio (chegando a ser cerca de 20 m/s mais rápido que a velocidade sondada pelo pixel central para o pixel perto dos  $-80^\circ$  S).

De acordo com a convenção, os ventos positivos representam desvios para o vermelho (visto a rotação de Vénus ser retrógrada), ou seja ventos que acompanham a rotação planetária. Para os resultados obtidos com o MIT (ainda para a figura-5.10), podemos ver que perto do equador ( $0^\circ$  de latitude) a velocidade é cerca de 80 m/s acima da do ponto central da fenda. Note-se que só podemos fazer constatações diferenciais sobre a magnitude dos ventos para leituras efectuadas com a fenda na posição 1 ou 2 (paralelas ao eixo) e que para estes casos ainda não podemos inferir se os ventos são prógrados ou retrógrados (só o poderemos fazer para as observações com a fenda na perpendicular ao eixo).

No caso da figura-5.11, referente à segunda posição de *offset* da fenda (posição 2), podemos ver que a velocidade dos ventos se mantém constante ao longo das latitudes que cobrem o intervalo dos 0 aos  $40^\circ$ . Apesar de intrigante é consistente com o que mede a *Venus Express* pelo seguimento de nuvens. Acima dos  $40^\circ$  e até aos  $75^\circ$  já há um desvio para o vermelho, com as velocidades a aumentarem até cerca de 40 m/s, em relação à velocidade no pixel central da fenda.

Quanto às figuras 5.12 e 5.13, como já foi dito, para estas posições de *offset* da fenda (3 e 4), não podemos analisar muito mais do que mostrar os respectivos gráficos de velocidades diferenciais relativas e confirmar que continua a haver uma assimetria notória entre os resultados obtidos com o detector MIT e EEV. E que se mantém uma assimetria das velocidades relativas para o hemisfério Norte e o hemisfério Sul do planeta. Os resultados que advêm do detector EEV têm um comportamento diferente para os dois hemisférios. A Sul (fenda 3) podemos ver que as velocidades perto do equador são mais baixas que a no ponto central da fenda. A Norte (fenda 4) pode-se verificar que a velocidade em relação ao ponto central diminui do equador até cerca dos  $20^\circ$  e depois volta a aumentar até cerca dos  $60^\circ$ , havendo uma inversão de sinal a  $10^\circ$  e a  $40^\circ$ .

## 5.5. INTERPRETAÇÃO DOS GRÁFICOS E VALORES DE VENTO OBTIDOS 121

É de notar a discrepância significativa entre os resultados obtidos com o detector EEV e o MIT, na figura-5.14 e na figura-5.20, assim como as grandes barras de erro associadas.

Em relação à fenda na posição 5 (figura-5.14) deve-se salientar a variação da velocidade com a latitude. A última imagem mostra a diferença de velocidades entre pontos com latitudes simétricas (como já foi atrás explicado), é de notar o aumento de assimetria entre os  $0^\circ$  e os  $10^\circ$ , depois a assimetria diminui até cerca dos  $35^\circ$ . No caso do braço azul a assimetria entre hemisférios aumenta do equador até cerca de  $20^\circ$  e depois diminui (mas pouco) até aos  $35^\circ$ , isto acontece quer nas observações de 26-05, quer nas de 27-05.

Constata-se haver consistência de resultados entre as observações efectuadas a 26 e a 27-05-2007. Há, também, em geral consistência entre os resultados obtidos com o braço vermelho do espectrógrafo e os obtidos com o braço azul (modo dicróico do espectrógrafo), e maior proximidade destes com os do detector EEV.

Nas observações de 04-06-2007, com a fenda perpendicular ao eixo de rotação planetário, podemos obter informações diferentes dos casos anteriores (como já foi referido). Assim, podemos verificar pela posição da fenda que nestes casos a latitude sobre a fenda é, aproximadamente, constante. Podemos verificar que na curva de irradiância há uma zona de declive gradual que corresponde ao fenómeno de obscurecimento do limbo. Constata-se nos gráficos de curva de velocidade que as barras de erro aumentam de forma drástica nos pontos da fenda que sondam o céu (fora do disco planetário). A velocidade neste caso pode ser determinada de forma absoluta e estudada a sua variação ao longo da longitude. Pelas 3 posições de latitude da fenda podemos verificar que a velocidade é muito maior para a posição equatorial, mas com uma diferença muito maior (atente-se à necessidade que se teve de aumentar a escala das ordenadas nesse caso) do que a prevista pelo modelo de rotação de corpo sólido para a atmosfera (em que se afectaria a velocidade equatorial de um factor em co-seno da latitude). Em torno dos  $-40^\circ$  de longitude pode-se constatar a grande incerteza associada à velocidade, até que num ponto ela não é, de todo, calculada. Já tínhamos previsto este caso pois o factor de correcção geométrica (que tem que se dividir à diferença entre as velocidades diferenciais) atinge um zero nessa região.

Só para estas observações é que podemos demonstrar que os ventos na atmosfera de Vénus são retrógrados. Como nestas observações obtém-se o valor absoluto da velocidade para cada latitude em que está colocada a fenda, podemos verificar que o desvio é para o vermelho (velocidades positivas), ou seja, acompanhando a rotação planetária que como sabemos é retrógrada. Outro modo de verificar esta conclusão é ver, no gráfico que nos dá o desvio Doppler em função da longitude, que os pixéis mais perto do eixo de rotação planetário têm desvios para o vermelho (ventos positivos) em relação ao ponto central da fenda, enquanto que os pixéis em longitudes mais próximas do limbo têm desvios para o azul (ve-

locidades negativas) em relação ao ponto central da fenda. Donde se pode concluir que os ventos zonais são retrógrados em Vénus.

Quanto às discrepâncias nos resultados obtidos com o sensor EEV e MIT, elas podem ficar a dever-se a uma correcção distinta aplicada pelo ADC a cada gama de comprimentos de onda sondada por cada um dos detectores. Outra razão poderá advir do facto desses comprimentos de onda diferentes (atente-se no comprimento de onda central para cada um dos detectores) estarem possivelmente a sondar altitudes diferentes da atmosfera que poderão ter comportamentos dinâmicos diferentes. Por último, a diferença pode ser consequência da banda de comprimentos de onda em cada detector ter sido afectada de modo diferenciado pelo fenómeno do obscurecimento do limbo.

É de esperar que os resultados obtidos com o braço azul sejam menos fiáveis do que os obtidos com o braço vermelho do espectrógrafo. Esta diferença reflecte-se também nos tamanhos diferentes das barras de erro relativas aos dados obtidos com o braço vermelho e com o braço azul, e que são maiores nos dados obtidos com o braço azul. Uma possível causa para esta diferença poderá ser o diferente *seeing* para as gamas distintas de comprimentos de onda devido ao azul ser mais difundido pela atmosfera terrestre. O funcionamento do ADC (*Atmospheric Dispersion Compensator*) deixou muitas dúvidas de estar a compensar a difusão atmosférica terrestre de forma eficiente.

Como as partículas dominantes nas nuvens têm um tamanho que resulta numa opacidade que varia com  $\lambda^{-1}$ , o facto da gama espectroscópica ser larga possibilita, assim, o estudo da velocidade dos ventos a altitudes diferentes, pois os comprimentos de onda mais longos irão sondar a atmosfera a profundidades maiores em relação ao topo da camada de nuvens. Temos assim uma abordagem de âmbito tridimensional à circulação atmosférica de Vénus.

É importante realçar que a interpretação dos gráficos das curvas de velocidade não deve ser feita de um modo directo, mesmo tendo em conta as barras de erros associadas aos valores calculados. Isto porque as barras de erro referem-se aos erros provenientes da incerteza associada ao processo de cálculo do algoritmo utilizado e não têm em conta o *seeing*, nem as possíveis imperfeições do apontamento e guiagem do telescópio.

Apesar de todas as contrariedades, que nos forçaram a descartar os dados relativos a 8 dos 11 *offsets*, conseguiu-se obter observações razoáveis de 3 *offsets*, relativos à posição da fenda na posição 4, 5 e 6 (como exemplifica o diagrama da figura-5.36). Como as barras de erro associadas à determinação dos ventos para essas latitudes são variáveis, crescendo significativamente ao nos aproximarmos do bordo planetário, foi calculada uma média pesada sobre a velocidade determinada ao longo dos pixéis da janela de observação sobre a fenda (para cada uma das três posições). A escolha dos pesos a considerar em cada pixel recaiu sobre o inverso do quadrado do erro associado a cada um dos pixéis, porque nesse caso a

média ponderada é um estimador de máxima verosimilhança.

Assim, a determinação da velocidade média dos ventos zonais, medidos ao longo da latitude planetária sobre a qual é feita a observação da fenda pode ser obtida pela seguinte média pesada ao longo dos valores de velocidade e respectivos erros calculados por intermédio do algoritmo de Connes (1985) para todos os pixéis ao longo da janela de observação da fenda:

$$\bar{V} = \frac{\sum_{i=1}^n (V_i / \sigma_i^2)}{\sum_{i=1}^n (1 / \sigma_i^2)} \quad (5.13)$$

Os pesos ( $\omega_i$ ) a afectar o valor de velocidade produzido em cada pixel é:

$$\omega_i = \frac{1}{\sigma_i^2} \quad (5.14)$$

O erro associado a esta determinação da velocidade média é dado, de acordo com as propriedades estatísticas da variância para uma média pesada, por:

$$\sigma_{\bar{V}}^2 = \frac{1}{\sum_{i=1}^n (1 / \sigma_i^2)} \quad (5.15)$$

Deste modo, a contribuição dos valores produzidos pelos pixéis com grandes barras de erro associadas (logo com pesos pequenos) é pouco significativa para o valor final da média pesada.

Os valores médios obtidos foram de:  $183 \pm 8.4$  m/s, para a posição da fenda a 4 segundos de arco a Sul do equador, latitude de  $23^\circ$  Sul (posição 4 no esquema das observações representado na figura-5.33;  $160 \pm 12.8$  m/s, para a fenda na posição codificada como 5, latitude de  $13^\circ$  Sul;  $272 \pm 8.5$  m/s para a fenda na vizinhança do equador (posição 6), latitude de  $2^\circ$  Sul.

Fazendo a comparação entre os resultados previstos pelo modelo de rotação do corpo rígido e os resultados obtidos, verifica-se que segundo esse modelo era de esperar que a magnitude dos ventos zonais dependesse da latitude, com um factor de um co-seno dessa latitude (como no modelo de rotação do corpo rígido) em relação aos ventos horizontais (zonais) ao longo do equador. Como vemos pelos resultados absolutos de vento obtidos para algumas latitudes, parece haver uma discrepância significativa entre as magnitudes obtidas e as previstas por esse modelo.

## 5.6 Síntese do capítulo

Foi necessário introduzir uma correcção "geométrica" para os desvios Doppler medidos devido à rotação da atmosfera planetária e à interacção da atmosfera com a radiação solar. Em virtude da latitude e longitude dos pontos que absorvem e

reemitem a radiação solar terem diferenças significativas sobre a componente de desvio Doppler na absorção e na emissão da luz, por parte das moléculas da atmosfera de Vénus. Assim, comparando situações limite, os pontos sobre o limbo planetário não apresentam desvio Doppler na absorção radiativa (pois estão próximos do ponto sub-solar na geometria das nossas observações e por conseguinte a velocidade do vento zonal (horizontal) é perpendicular à direcção em que chega a radiação solar, assim não há contribuição para o desvio Doppler na absorção radiativa por parte das partículas atmosféricas) mas a emissão apresenta desvio Doppler para o azul (visto Vénus ter rotação retrógrada). No ponto sub-terrestre a absorção apresenta um desvio Doppler para o vermelho e não apresenta desvio na emissão, pois as partículas dos aerossóis em suspensão na atmosfera que vão reemitir a radiação não têm movimento significativo na direcção da direcção de observação (que neste caso é normal à superfície planetária). Ver o esquema exemplificativo das duas situações descritas na figura-5.3.

Com as observações pertencentes a cada *offset* (posição da fenda sobre uma localização fixa de Vénus durante um bloco de observações) foi calculada a média pixel a pixel da curva de velocidade (na realidade de desvio Doppler), assim como do erro padrão. Os resultados deste procedimento, tanto as médias calculadas como as barras de erro associadas, foram apresentados em forma de gráfico neste trabalho.

Uma das limitações dos dados obtidos advém do facto da contribuição Doppler geométrica atingir um ponto nulo cerca dos  $40^\circ$  de longitude, o que por infeliz coincidência é a zona onde recai a fenda nas posições 3 e 4 (no caso da fenda paralela ao eixo de rotação). Nos casos das observações terem sido efectuadas com a fenda colocada na perpendicular ao eixo de rotação planetário, como o factor de correcção geométrico vai dividir a velocidade diferencial, então vai gerar uma impossibilidade de determinação da variação da velocidade para esse valor de longitude e para os pontos na sua vizinhança produziu grande variabilidade nos valores medidos e grandes barras de erro associadas a essas medições.

Após a obtenção dos primeiros gráficos de curvas de velocidade em função do pixel procedeu-se à obtenção da posição de cada pixel da janela de extracção sobre o disco de Vénus, dada pela sua latitude e longitude sobre o globo planetário. Feito isto refizeram-se os gráficos do desvio Doppler em função da latitude no caso das observações com a fenda paralela ao eixo de rotação planetário e em função da longitude para as observações efectuadas com a fenda na perpendicular ao eixo de rotação (neste caso a latitude é aproximadamente constante).

Os gráficos relativos ao desvio Doppler em função da latitude mostram uma linha vertical a tracejado que marca o ponto central da fenda, em relação ao qual é calculada a magnitude das velocidades diferenciais. Como consequência do algoritmo usado os gráficos apresentam um valor nulo de desvio Doppler ao cruzarem este ponto. Isto não significa que o vento zonal seja nulo no ponto sondado pelo

pixel central da fenda.

É de notar a subida acentuada do gráfico perto do terminador, isto para os gráficos que mostram o desvio Doppler em função do pixel ou da longitude (posições da fenda na perpendicular ao eixo de rotação planetário). Nos gráficos que apresentam o desvio Doppler já corrigido do efeito de Young, é notória a diminuição dos valores da magnitude dos desvios. Se atentarmos na figura-5.7 é evidente que a contribuição devida ao efeito de Young assume valores muito elevados perto do terminador, daí que a sua correcção seja mais notória para pontos na vizinhança do eixo de rotação de Vénus (na geometria das observações efectuadas).

Outro efeito a ter em conta para melhorar os resultados obtidos é a perturbação que advém do fenómeno de obscurecimento do limbo (Perez-Hoyos et al., 2006). Este fenómeno pode produzir resultados adulterados da verdadeira magnitude dos ventos em estudo, devido à variação da reflectividade da camada de nuvens para comprimentos de onda diferentes. Na zona extrema da incidência da radiação solar há uma distribuição heterogénea dos vários comprimentos de onda, com um aumento relativo dos comprimentos de onda mais altos (banda do vermelho dentro da radiação visível) perto do limite do limbo. A correcção do fenómeno do obscurecimento do limbo no desvio Doppler total, não foi efectuada no âmbito deste trabalho. Contudo esta correcção deverá melhorar, substancialmente, os resultados dos ventos medidos, principalmente nas observações efectuadas com a fenda paralela ao eixo de rotação e com a fenda nas posições 1 e 2.

Os blocos de observações referentes ao dia 24-05-2007, codificados com Obs-ID: 267379, quer referentes às observações com o braço vermelho, quer com o braço azul no modo dicróico, foram rejeitadas devido ao facto de na referida noite terem aparecido nuvens que provocaram um atraso na obtenção dos conjuntos de observações pretendidas. Com o passar do tempo Vénus, que já se encontrava muito baixo no horizonte, acabou por pôr-se inviabilizando que muitas das observações previstas fossem efectuadas. Foi decidido pelo observador de serviço do pessoal do ESO a repetição integral dos dois blocos de observações para o dia 26-05-2007.

No que respeita à geometria das observações em que a fenda estava na perpendicular ao eixo de rotação de Vénus, que como já vimos tinha o interesse acrescido de ser a única em que a velocidade do vento podia ser estabelecida directamente, tivemos a infelicidade da maior parte das observações desta categoria que constavam do plano de observações submetidas ao ESO não terem sido realizadas. Outro factor que prejudicou esta categoria de observações assentou no facto do único lote de observações realizadas com a fenda na horizontal (com o braço vermelho do espectrógrafo) ter apanhado uma noite com intensa nebulosidade durante as observações, como descrevem os respectivos relatórios de observações do ESO (*night logs*).

No caso dos três *offsets* em que os dados obtidos (com a fenda na perpendi-

cular ao eixo de rotação) permitiram a determinação da magnitude do vento zonal obteve-se o valor de  $183 \pm 8.4$  m/s para a latitude de  $23^\circ$  Sul,  $160 \pm 12.8$  m/s na latitude de  $13^\circ$  Sul e de  $272 \pm 8.5$  m/s para a posição da fenda na vizinhança do equador à latitude de  $2^\circ$  Sul.

# Capítulo 6

## Conclusões e considerações finais

### 6.1 Conclusões

Antes de concluir esta tese ou discutir as perspectivas de trabalho futuro no tema aqui apresentado, vamos tentar inventariar as linhas de força em que se focou este projecto de investigação.

Utilizou-se velocimetria Doppler de alta precisão de modo a estudar a dinâmica da atmosfera de Vénus, nomeadamente a super-rotação atmosférica e a sua estrutura de ventos zonais. O trabalho baseou-se na análise espectral, na banda do visível, das riscas espectrais de Fraunhofer do espectro solar. Para tal foram utilizados dados recolhidos com o espectrógrafo de alta resolução UVES em conexão ao telescópio UT2 do VLT.

A pertinência e justificação da importância deste estudo reside no facto dos outros estudos sobre a dinâmica da atmosfera de Vénus assentarem, essencialmente, no seguimento de padrões das nuvens no ultravioleta e infravermelho. Contudo, essa técnica padece de algumas imperfeições relevantes, como seja o facto de ser sensível à própria deformação das nuvens. A técnica da Acelerometria Astronómica Absoluta (AAA) tem a vantagem de fazer medições directas da velocidade das partículas atmosféricas. O facto desta técnica de velocimetria Doppler utilizar os desvios em todo o espectro, em vez de somente analisar o desvio Doppler de cada risca de *per si*, permite uma precisão teórica de alguns m/s.

Podemos constatar que o modelo de rotação do corpo rígido não se ajusta aos dados obtidos visto que esta modelização preconiza uma variação da velocidade em função das latitudes, produzida pela multiplicação de um factor que consiste no co-seno da latitude às velocidades equatoriais do vento zonal, o que não é consistente com os valores de velocidade calculados para três latitudes diferentes (sendo uma delas o equador), visto os valores estimados pelo modelo estarem fora



das barras de erro associadas aos valores de velocidade calculados.

Os ventos obtidos pela missão *Venus Express* a partir do seguimento das nuvens no ultravioleta, apresentam algumas discrepâncias significativas com relação aos resultados produzidos pelas observações a partir do solo (com o UVES e o VLT). Em primeiro lugar, a sonda planetária obteve ventos zonais uniformes para as latitudes em que está instalado este sistema de ventos (entre os 40 graus de latitude Sul e Norte do planeta), enquanto este trabalho produziu resultados em que é notória a variação da magnitude dos ventos zonais em função da latitude.

Por outro lado, as magnitudes dos ventos determinadas por este trabalho estão entre os cerca dos 180 e 270 m/s, enquanto a sonda produziu resultados da ordem dos 100 m/s. Tal diferença pode ficar a dever-se ao facto de as duas técnicas estarem, na realidade, a sondar altitudes distintas da atmosfera. Com os ultravioletas usados pela *Venus Express* a sondarem uma camada atmosférica distinta da sondada pelo UVES (gama do visível). De acordo com as previsões, a velocidade dos ventos em camadas da atmosfera a altitudes distintas deverá ser diferente (a altitude sondada neste trabalho, em que foi usada a radiação visível, é ao nível dos 66 km, onde a profundidade óptica é aproximadamente igual a um). Este argumento pode ser também relevante para explicar a variação dos resultados obtidos para as mesmas observações a partir dos dados recolhidos com o CCD-MIT e o CCD-EEV (os quais são sensíveis para gamas de comprimentos de onda diferentes, como já vimos ao longo deste trabalho). Outra explicação plausível para a discrepância de magnitudes obtida pode advir do método utilizado pela sonda ser um método indirecto de medição de vento o que pode introduzir factores espúrios nos resultados alcançados.

A grande diferença dos valores de velocidade para o equador, face às outras duas latitudes observadas poderá ser explicada pela presença de uma onda planetária de Kelvin sobreposta à estrutura dos ventos zonais, que teria como consequência a existência de um vento com magnitude maior do que a dos ventos zonais nas latitudes envolventes. Outra explicação possível para este valor tão elevado da velocidade do vento equatorial, pode ser que resulte de uma componente do escoamento sub-solar anti-solar. Não é de esperar encontrar vento proveniente desta estrutura da dinâmica da alta atmosfera de Vénus, nas altitudes sondadas nas observações deste trabalho (aproximadamente 66 km de altitude). Contudo, já houve indícios de poder haver intrusões deste outro sistema da circulação atmosférica em altitudes similares às sondadas neste trabalho. Os trabalhos de Widemann et al. (2008) com as riscas de absorção do  $CO_2$  mostram isso mesmo.

É de salientar o facto das medições perto do terminador apresentarem grande variabilidade o que se poderá dever ao fenómeno do obscurecimento do limbo. As medições perto do limbo mostram assimetria latitudinal nas magnitudes dos ventos zonais, apresentando variabilidade diária ( $\sim 10$ -20 m/s). Estas medições efectuadas perto do limbo mostram alguma concordância com o modelo de ro-

tação do corpo rígido apresentado por Gabsi et al. (2008), com as velocidades em cada latitude a aproximarem-se do valor da velocidade do vento equatorial, afectado por um factor de co-seno da latitude. Fora dessa região específica do planeta já é enfática a falta de concordância entre os valores medidos e os previstos pelo modelo.

O facto das observações de Vénus com a fenda perpendicular ao eixo de rotação terem ficado praticamente arruinadas limitou a possibilidade de analisar com detalhe o perfil latitudinal dos ventos zonais.

Um das formas de melhorar os resultados seria proceder a um tratamento estatístico mais aprofundado dos dados obtidos. Contudo a escassez de dados e tempo disponível não permitiu a análise estatística dos resultados obtidos.

## 6.2 Trabalho futuro

Como pude constatar ao longo deste trabalho, esta área de investigação é muito promissora visto ainda ser muito amplo o nível de conhecimento a colmatar sobre a dinâmica da atmosfera de Vénus e sobre os processos que a sustentam. Por outro lado, é uma área que irá, seguramente, beneficiar de um vasto leque de novas observações e dados respectivos (da sonda *Planet C*, da *Venus Express* e também de novos projectos de observação a partir do solo). Em seguida enumero algumas das questões que considero pertinentes e relevantes para o desenvolvimento do trabalho subsequente neste domínio de investigação:

Efectuar mais observações com a fenda espectroscópica na perpendicular ao eixo de rotação do planeta, de modo a poder calcular directamente a magnitude dos ventos zonais e o seu perfil latitudinal e com uma bateria de observações suficientemente representativa de forma a tornar significativa a amostragem de observações obtida para levar a cabo um estudo estatístico dos resultados com testes de potência elevada.

Melhorar o actual algoritmo de análise de dados, de modo a introduzir a correcção devida ao fenómeno de obscurecimento do limbo (Perez-Hoyos et al., 2006) ao nível do terminador onde os resultados apresentaram grande variabilidade.

Levar a cabo observações do lado nocturno de Vénus, para poder estudar o sistema de ventos na termosfera, o que pode ser feito com base na observação dos desvios Doppler de riscas de absorção de  $CO_2$ , podendo, dessa forma, avançar para uma abordagem mais cabal da dinâmica da atmosfera de Vénus, ao incluir o escoamento sub-solar anti-solar como uma componente importante da circulação da dinâmica atmosférica do planeta.

Procura e medição de velocidades de ondas planetárias (ondas de Kelvin) a partir de observações espectroscópicas e técnicas Doppler. Tentar estabelecer a

interacção entre as ondas planetárias e o sistema de ventos zonais, inferindo da sua importância para a circulação geral da atmosfera.

Aumentar a caracterização tridimensional da circulação atmosférica de Vénus, pelo estudo a diferentes altitudes do sistema de ventos. Para tal será necessário utilizar comprimentos de onda de gamas diferentes, de modo a poder sondar a atmosfera a diversas altitudes, de modo a poder fazer a caracterização tridimensional da dinâmica atmosférica e respectivos sistemas de ventos.

Continuar a participar no esforço para caracterizar a dinâmica e investigar a natureza dos processos que governam a super-rotação da atmosfera de Vénus. Nomeadamente, o prosseguimento dos trabalhos de observação e redução de dados, de modo a medir e descrever o perfil latitudinal dos ventos zonais da atmosfera de Vénus, na camada de nuvens, mesosfera e termosfera. Para tal utilizando observações de solo, de modo a complementar as observações e medições dos orbitadores espaciais (*Venus Express e Planet C*).

Utilizar os conhecimentos adquiridos no estudo da circulação da atmosfera de Vénus (possivelmente também decorrentes do mesmo tipo de estudo aplicado a outros corpos com atmosferas no sistema solar) de modo a ajudar a estruturar modelos de simulação para as atmosferas de exoplanetas.

### 6.3 Considerações finais

Os resultados produzidos ao nível da magnitude dos ventos zonais para algumas latitudes, o vento diferencial ao longo de uma certa gama de latitudes e longitudes, a comparação entre os ventos zonais de pontos a latitudes simétricas em relação ao equador (que permitem comparar a super-rotação dos ventos zonais entre os dois hemisférios), trouxeram alguma contribuição para o enquadramento da circulação atmosférica de Vénus. Contudo, faltou uma amostragem maior de observações espectroscópicas do planeta de modo a se poder efectuar uma análise estatística sustentada, complementar as técnicas de obtenção de velocidades radiais com outras ferramentas de investigação de modo a validar os resultados obtidos e a dar mais consistência a uma visão integrada da estrutura de ventos que possa levar à obtenção de um modelo sólido para a dinâmica da atmosfera de Vénus.

Apesar dos promissores resultados obtidos, podemos verificar que ainda será necessário muito trabalho de observação e de integração de resultados para poderemos avançar com uma interpretação cabal da circulação da atmosfera de Vénus. Espero vivamente poder fazer parte desse esforço científico de investigação.

Este trabalho contém alguns aspectos a realçar, como seja a utilização de uma técnica inovadora, espectroscopia de fenda longa, a qual nunca tinha sido utilizada no caso dos estudos da circulação atmosférica de Vénus. O método inovador deste estudo foi aplicado com relativo sucesso, tendo como base observações de

Vénus a partir do solo, com o espectrógrafo de alta resolução UVES acoplado ao telescópio VLT.



# Apêndice

## A - Características do UVES - ESO

	Blue Arm	Red Arm
Wavelength range	300–500 nm	420–1100 nm
Resolving power-slit product nm/pixel	41,400 0.0019 nm at 450 nm	38,700 0.0025 nm at 600 nm
Max. Resolving power (2-pixel sampling)	~80,000	~110,000
Throughput at blaze (TEL+UVES, no slit, no atm.)	12% at 400 nm	14% at 600 nm
Limiting magnitude (90m exp. time, $S/N=10$ , 0.7 arcsec slit, seeing 0.7)	18 R=58,000 at 360 nm	19.5 R=62,000 at 600 nm
CCDs	2048 × 4096 (windowed to 2048 × 3000)	two 2048 × 4096 (mosaic of different types)
Pixel (15μm) scale disp. dir. (varying along order) along slit (dep. on cross-disp.)	0.215'' ± 20% 0.25'' (CD1 and CD2)	0.155'' ± 20% 0.18'' (CD3), 0.17'' (CD4)
Echelle (R4 mosaic)	41.59 g/mm	31.6 g/mm
Cross dispersers	CD1: 1000 g/mm	CD3: 600 g/mm
Blaze wavelength	430 nm	560 nm
Blaze wavelength	CD2: 660 g/mm 460 nm	CD4: 312 g/mm 770 nm
Typ. wavel. cov. CD1 and CD3 (CD2 and CD4 in parenthesis)	85 (126) nm in 33 (31) orders	200 (403) nm in 37 (33) orders
Min. order separation (standard setup)	10 arcsec (40 pixels)	9 arcsec (51 pixels)

Figura 6.1: Características e capacidades de observação do espectrógrafo UVES (manual do UVES - *Paranal Science Operations*).

**B - Especificações operacionais do UVES**

	Blue, EEV	Red Mosaic
Quantum efficiency	49% at 320 nm 56% at 350 nm 82% at 400 nm 88% at 500 nm	89% at 450 nm (EEV) 89% at 600 nm (EEV) 81% at 800 nm (MIT-LL) 46% at 900 nm (MIT-LL)
Number of pixels	2048 × 3000 (2048 × 4096, used in windowed readout)	4096 × 4096 (2048 × 4096 2 × 1 mosaic)
Pixel size	15 $\mu\text{m}$	15 $\mu\text{m}$
Gain (MIT-LL values in brackets)	low: 1.84 e <sup>-</sup> /ADU high: 0.54 e <sup>-</sup> /ADU	low: 1.6(1.5) e <sup>-</sup> /ADU high: 0.57(0.57) e <sup>-</sup> /ADU
Read-out noise fast read-out, low gain (slow read-out, high gain) Ultrafast readout, low gain	4.1 (2.1) e <sup>-</sup> rms	EEV 3.4 (2.0) e <sup>-</sup> rms MIT 3.8 (3.4) e <sup>-</sup> rms  EEV 4.6 e <sup>-</sup> rms MIT 4.85 e <sup>-</sup> rms
Saturation low gain (MIT-LL in brackets)	~65000 ADU	~65000 ADU (~43000 ADU )
Full frame readout (s) at 50 kpix, 2x2 bin at 225 kpix, unbinned at 625 kpix, unbinned	34 (1-port) 30 (1-port) 6.4 (2-ports)	45 (2-ports) 40 (2-ports) 10 (4-ports)
Dark current levels	0.4 e <sup>-</sup> /pix/h at -120°C	EEV 0.5, MIT 1.1 e <sup>-</sup> /pix/h at -120°C
Fringing amplitude at 850nm	-	EEV: up to 40% MIT: up to 20%
CTE	> 0.99993	> 0.99995
Read-out direction	in disp. dir.	in disp. dir.
Prescan, Overscan areas	Pix. 1-50 and 2098-2148	MIT: pix 40-50, 2098-3008 EEV: pix 1-50, 2098-2148
Flatness	< 15 $\mu\text{m}$ peak to peak	< 60 $\mu\text{m}$ peak to peak

Figura 6.2: Especificações operacionais do espectrógrafo de alta precisão UVES).

# Bibliografia

- Ahrens, D., *Meteorology Today*, Brooks/Cole-Thomson Learning, 2003.
- Ballester, P., Boitquin, O., Modigliani, A., Wolf, S., in *UVES Pipeline User Manual*. Issue 5 (V2.0.0), 2003.
- Ballester, P.; Rosa, M. R., Modeling echelle spectrographs, *A&A Supplement series*, Vol. 126, December II 1997, 563-571, 1997.
- Baker et al, High Rayleigh number compressible convection in Venus' atmosphere: Penetration, entrainment, and turbulence, *Journal of Geophysical Research*, Volume 104, Issue E2, p. 3815-3832, 02/1999.
- J. Kelly Beatty, Carolyn Collins Petersen, Andrew Chaikin: *The New Solar System*, 4th Edition, Cambridge University Press, 1999.
- Bougher, S., Hunten, D., and Philips, R., *Upper Atmosphere Dynamics: Global Circulation and Gravity Waves, Venus II : Geology, Geophysics, Atmosphere, and Solar Wind Environment.*, University of Arizona Press, 1997.
- Calvillo, J., *Ventos, Turbulência y Ondas en las Nubes de Venus* (Tese de doutoramento), Universidade do País Basco, Novembro de 2008.
- Peter Cattermole: *Venus - The geological Story*, University College London (UCL) Press, 1994.
- Civeit et al, On measuring planetary winds using high-resolution spectroscopy in visible wavelengths, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 431, Issue 3, March I 2005, pp.1157-1166,03/2005.
- Connes, P. Absolute astronomical accelerometry, *Astrophysics and Space Science* (ISSN 0004-640X), vol. 110, no. 2, p. 211-255,03/1985.
- Dekker, H.; D'Odorico, S; Status report on the ESO VLT echelle spectrograph UVES, *International Symposium on the Scientific and Engineering Frontiers for 8 - 10 m Telescopes*, p. 217 - 224, 1995.



- Dekker, Hans; D'Odorico, Sandro; Kaufer, Andreas; Delabre, Bernard; Kotzowski, Heinz; Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory, Proc. SPIE Vol. 4008, p. 534-545, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds, 08/2000.
- Dorn, Reinhold J.; Beletic, James W.; Cavadore, Cyril; Lizon, Jean-Louis; Optical detector systems of UVES: the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory, Proc. SPIE Vol. 4008, p. 344-355, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds, 08/2000.
- Gabsi, Younes; Bertaux, Jean Loup; Hauchecorne, Alain; Schmitt, Jérôme; Guibert, Stéphane, Measuring Venus winds using the Absolute Astronomical Accelerometer: Solid super-rotation model of Venus clouds. Planetary and Space Science, Volume 56, Issue 11, p. 1454-1466, 2008.
- Gierasch, Meridional circulation and Venus atmospheric rotation, Journal of the Atmospheric Sciences, vol. 32, June 1975, p. 1038-1044, 06/1975.
- Goldstein et al., Absolute wind velocities in the lower thermosphere of Venus using infrared heterodyne spectroscopy, Icarus (ISSN 0019-1035), vol. 94, Nov. 1991, p. 45-63. Research supported by Smithsonian Institution, 11/1991.
- Goody, R.; Walker, J. Atmosferas Planetárias, Editora Edgard, 1975.
- Knollenberg, R. G.; Hunten, D. M., The microphysics of the clouds of Venus - Results of the Pioneer Venus particle size spectrometer experiment, Journal of Geophysical Research, vol. 85, p. 8039-8058, 12/1980.
- Lellouch et al., Global circulation, thermal structure, and carbon monoxide distribution in Venus' mesosphere in 1991, Icarus (ISSN 0019-1035), vol. 110, no. 2, p. 315-339, 08/1994.
- Lewis, J. Physics and Chemistry of the Solar System, Elsevier Academic Press, 2004.
- Luz and Hourdin, Latitudinal transport by barotropic waves in Titan's stratosphere. I. General properties from a horizontal shallow-water model, Icarus, Volume 166, Issue 2, p. 328-342, 12/2003.
- Luz et al. Characterization of zonal winds in the stratosphere of Titan with UVES, Icarus, Volume 179, Issue 2, p. 497-510, 12/2005.

- Luz et al. Characterization of zonal winds in the stratosphere of Titan with UVES: 2. Observations coordinated with the Huygens Probe entry, *Journal of Geophysical Research*, Volume 111, Issue E8, CiteID E08S90, 08/2006.
- Luz, D., Lellouch, E., Widemann, T., Witasse, O., Bertaux, J., Scientific Proposal - ESO, 2006.
- Luz, D., Machado, P., Lellouch, E., Widemann, T., Witasse, O., Bertaux, J., Characterization of the venusian atmospheric dynamics with ground-based Doppler velocimetry. Apresentação no European Planetary Science Congress, Potsdam, 2009.
- W. J. Markiewicz, D. V. Titov, S. S. Limaye, H. U. Keller, N. Ignatiev, R. Jaumann, N. Thomas, H. Michalik, R. Moissl, P. Russo: Morphology and dynamics of the upper cloud layer of Venus, *Nature*, vol. 450, 633-636, 2007.
- Martic, M., Schmitt, J., Lebrun, J.-C., Barban, C., Connes, P., Bouchy, F., Michel, E., Baglin, A., Appourchaux, T., Bertaux, J.-L., 1999. Evidence for global pressure oscillations on Procyon. *Astron. Astrophys.* 351, 993. 1999.
- Martic, M., Lebrun, J.-C., Schmitt, J., Lebreton, J.-P., Appourchaux, T., Feasibility demonstration of Titan wind measurement technique at OHP using absolute accelerometry method. Technical report, Observatoire de Haute Provence. 2001
- D’Odorico, Sandro; Cristiani, Stefano; Dekker, Hans; Hill, Vanessa; Kaufer, Andreas; Kim, Taesun; Primas, Francesca: Performance of UVES, the echelle spectrograph for the ESO VLT and highlights of the first observations of stars and quasars, *Proc. SPIE Vol. 4005*, p. 121-130, *Discoveries and Research Prospects from 8- to 10-Meter-Class Telescopes*, Jacqueline Bergeron; Ed,(2000).
- Pater, I.; Lissauer, J., *Planetary Sciences*, Cambridge University Press, 2001.
- Peralta, J., Hueso, R., Sánchez-Lavega, A.: A reanalysis of Venus winds at two cloud levels from Galileo SSI images, *Icarus*, vol. 190, 469-477 (2007).
- Pérez-Hoyos, S.; Sánchez-Lavega, A.; French, R., Short-term changes in the belt-zone structure of Saturn’s Southern Hemisphere, *Astronomy & Astrophysics*, vol. 460, 641-645, 2006.
- Piccioni G., Drossart P., Sánchez-Lavega A., Hueso R., Taylor F.W., Wilson C.F., Grassi D., Zasova L., Moriconi M., Adriani A., Lebonnois S., Coradini A., Bâzard B., Angrilli F., Arnold G., Baines K.H., Bellucci G., Benkhoff J., Bibring J.P., Blanco A., Blecka M.I., Carlson R.W., Di Lellis A., Encrenaz T.,

- Erard S., Fonti S., Formisano V., Fouchet T., Garcia R., Haus R., Helbert J., Ignatiev N., Irwin P.G., Langevin Y., Lopez-Valverde M.A., Luz D., Marnangeli L., Orofino V., Rodin A., Roos-Serote M.C., Saggin B., Stam D., Titov D., Visconti G., Zambelli M., the VIRTIS - Venus Express Technical Team: South-polar features on Venus similar to those near the north pole, *Nature*, vol. 450, 637-640, 2007.
- Piskunov, N. E.; Valenti, J. A., New algorithms for reducing cross-dispersed echelle spectra, *Astronomy and Astrophysics*, v.385, p.1095-1106, 2002.
- Rossow, W.; Williams, G., Large-scale motion in the Venus stratosphere, *Journal of the Atmospheric Sciences*, vol. 36, Mars 1979, p. 377-389, 03/1979.
- Sánchez-Lavega, A., Hueso, R., Piccioni, G., Drossart, P., Peralta, J., Pérez-Hoyos, J., Wilson, C., Taylor, F., Baines, K., Luz, D., Erard, S., Lebonnois, S.: Variable winds on Venus mapped in three dimensions, *Geophysical Research Letters*, vol. 35, 2008.
- Svedhem Hakan, Titov Dimitry, Taylor Fredric, Witasse Olivier: Venus as a more Earth-like planet, *Nature*, vol. 450, 629-632 (2007).
- Taylor, F. W.; McCleese, D. J.; Elson, L. S.; Martonchik, J. V.; Diner, D. J.; Houghton, J. T.; Delderfield, J.; Schofield, J. T.; Bradley, S. P, Infrared remote sensing of the atmosphere of Venus from the Pioneer 12 Orbiter, Space research. Volume 20 - Proceedings of the Open Meetings of the Working Groups on Physical Sciences, Bangalore, India, May 29-June 9, 1979. (A80-51576 23-46) Oxford and Elmsford, N.Y., Pergamon Press, p. 227-230, 1980.
- Young Andrew, Is the Four-Day "Rotation" of Venus Illusory?, *Icarus*, 1975.
- Widemann et al., New wind measurements in Venus lower mesosphere from visible spectroscopy, *Planetary and Space Science*, Volume 55, Issue 12, p. 1741-1756, 10/2007.
- Widemann et al., Venus Doppler winds at cloud tops observed with ESPaDOnS at CFHT, *Planetary and Space Science*, Volume 56, Issue 10, p. 1320-1334, 08/2008.